

Bibliothèque Polytechnique.

COURS ÉLÉMENTAIRE

D'ASTRONOMIE

Concordant avec les articles du Programme officiel

POUR

L'ENSEIGNEMENT DE LA COSMOGRAPHIE

DANS LES LYCÉES,

PAR

M. CH. DELAUNAY,

INGÉNIEUR DES MINES,
PROFESSEUR A L'ÉCOLE POLYTECHNIQUE ET A LA FACULTÉ
DES SCIENCES DE PARIS.

Seconde Partie.

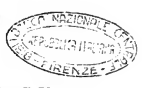
PARIS

VICTOR MASSON, rue de l'École-de-Médecine, 17.

LANGLOIS ET LECLERCQ, rue des Mathurins-St-Jacques, 10.

1854.

PROGRAMME



DU

COURS DE COSMOGRAPHIE

(CLASSE DE RHÉTORIQUE).

NOTA. Les numéros indiquent les paragraphes du *Cours élémentaire d'Astronomie*.

Étoiles. — Distances angulaires. Sphère céleste (59, 60, 63).

Mouvement diurne apparent des étoiles. — Culmination. Plan méridien. — Axe du monde. Pôles. — Étoiles circumpolaires. — Étoile polaire. — Hauteur du pôle à Paris. — Parallèles ; équateur. — Jour sidéral. — Mouvement de rotation de la terre autour de la ligne des pôles, et d'occident en orient (67 à 75).

Différence des étoiles en ascension droite. — Déclinaisons (79 à 88).

Description du ciel. — Constellations et principales étoiles. — Étoiles de diverses grandeurs. — Combien on en voit à l'œil nu (64 à 66).

Étoiles périodiques, temporaires, colorées (320 à 323).

Étoiles doubles. Leurs révolutions (324).

Distance des étoiles à la terre (176).

Voie lactée (325).

Nébuleuses. Nébuleuses résolubles (320 à 334).

De la terre. Phénomènes qui donnent une première idée de sa forme (52 à 55).

Pôles. Parallèles. Équateur. — Méridiens. — Longitudes et latitudes géographiques (93 à 100).

Valeurs numériques des degrés mesurés en France, en Laponie, au Pérou, et rapportés à l'aucienne toise. Leur allongement, à

mesure qu'on s'approche des pôles. — Rayon et aplatissement de la terre. — Longueur du mètre (101 à 109).

Cartes géographiques. — Projections orthographique et stéréographique. — Mappemonde. — Système de développement en usage dans la construction de la carte de France (111 à 113).

Du soleil. — Mouvement annuel apparent. — Écliptique. — Points équinoxiaux. — Constellations zodiacales (115, 116, et 126 à 129).

Diamètre apparent du soleil, variable avec le temps. Le soleil paraît décrire une ellipse autour de la terre. — Principe des aires (143 à 147).

Origine des ascensions droites (140).

Ascension droite du soleil. Temps solaires vrai et moyen. — Principes élémentaires des cadrans solaires (178 à 186).

Année tropique. Sa valeur en jours moyens. — Calendrier. — Réforme julienne. Réforme grégorienne (187 à 192).

Distance du soleil à la terre (148).

Rapport du volume du soleil à celui de la terre (150).

Rapport des masses. — Densité du soleil rapportée à la densité moyenne de la terre (315).

Taches du soleil. — Rotation du soleil sur lui-même (151 à 154).

Du jour et de la nuit en un lieu déterminé de la terre, et de leurs durées à différentes époques de l'année. — Crépuscules (130 à 136).

Saisons. — Inégalité de la durée des différentes saisons (129, 137, 138 et 147).

Idée de la précession des équinoxes (161 à 163).

Mouvement réel de la terre autour du soleil (157 à 160).

De la lune. — Diamètre apparent. — Phases. Syzygies. Quadratures. — Lumière cendrée (193 à 199).

Révolutions sidérale et synodique. — Orbite décrite par la lune autour de la terre (206 à 214).

Distance de la lune à la terre. — Diamètre réel et volume de la lune. — Sa masse (202, 205 et 298).

Taches. — Rotation. — Libration en longitude. — Montagnes de la lune, leur hauteur. — Constitution volcanique de la lune. — Absence d'eau et d'atmosphère (215 à 223).

Éclipses de lune. — Elles ont lieu au moment de l'opposition. — Leur cause. — Pourquoi il n'y en a pas lors de toutes les oppositions. — L'éclipse peut être partielle ou totale. — Ombre et pénombre. — Influence de l'atmosphère terrestre (227 à 230).

Éclipses de soleil. — Elles ont lieu au moment de la conjonction de la lune. — Pourquoi il n'y en a pas lors de toutes les conjonctions. — Éclipses partielles, annulaires, totales (234 à 240).

Des planètes. — Noms des principales. — Leurs distances moyennes. — Leurs mouvements autour du soleil s'effectuent suivant les lois de Képler. — Énoncé du principe de la gravitation universelle (247, 249, 259, 261, 264, 265 et 294).

Planètes inférieures. — Mercure, Vénus. — Leurs digressions orientale et occidentale. — Phases de Vénus (251 à 254, 266 et 267).

Jupiter. —Rotation; aplatissement de son disque. — Satellites, leurs éclipses. Vitesse de la lumière (257, 269 et 279).

Saturne. — Bandes. — Rotation; aplatissement. Anneau et satellites. — Dimensions des différentes parties de ce système (257 et 270).

Grand nombre de très petites planètes situées entre Mars et Jupiter (264 et 273).

Des comètes. — Noyau; chevelure; queue. — Petitesse de la masse des comètes. Nature de leurs orbites. — Comètes périodiques. — Comète de Halley. — Comète de Biela: son dédoublement (281 à 284, 286 et 298).

Phénomène des marées. — Flux et reflux. — Haute et basse mer. — Circonstances principales du phénomène. Sa période. — Les marées sont dues aux actions combinées de la lune et du soleil. — Marées des syzygies et des quadratures (307 à 310).

---

verticale, EE l'équateur céleste, PQ l'axe du monde, ABCD l'écliptique dans une position quelconque, et OK l'axe de l'écliptique. Pendant que le globe tourne autour de PQ, dans le sens de la flèche, l'équateur EE tourne sur lui-même, sans changer de position par rapport à l'horizon; mais il n'en est pas de même de l'écliptique. L'axe OK de ce grand cercle tourne autour de OP, en décrivant une surface conique dont O est le sommet et KK'K″ est la base. L'angle que cet axe OK fait avec la verticale OZ varie en conséquence, en passant par toutes les valeurs possibles, depuis l'angle ZOK' jusqu'à l'angle ZOK″. Or, il est clair qu'à chaque instant l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon est égale à l'angle ZOK formé par les perpendiculaires OK, OZ à ces deux plans; elle varie donc également entre ces deux limites ZOK', ZOK″. A Paris, par exemple, l'angle que la verticale OZ fait avec l'axe du monde OP est égal à environ 41° 10'; si l'on ajoute à cet angle l'obliquité POK de l'écliptique, qui est de 23° 28', on trouve 64° 38'; si l'on en retranche, au contraire, cette obliquité, on trouve 17° 42' : donc l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon, à Paris, varie entre 17° 42' et 64° 38'.

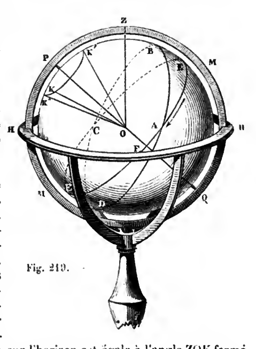


Fig. 219.

C'est en vertu du mouvement diurne de la sphère céleste que se produisent les variations de l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon : en sorte que, tous les jours, cette inclinaison varie entre les limites extrêmes que nous venons de trouver. A une certaine heure de la journée, l'angle que l'écliptique fait avec l'horizon atteint sa valeur maximum égale à ZOK″; cela a lieu évidemment lorsque la ligne des équinoxes AOC se trouve dans l'horizon même, l'équinoxe du printemps A étant à l'ouest, en F, et l'équinoxe d'automne C à

l'est, si toutefois on est placé en un lieu appartenant à l'hémisphère boréal de la terre ; alors l'écliptique se trouve dans la position

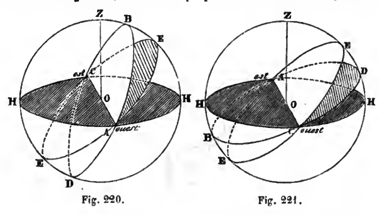


Fig. 220.

Fig. 221.

qu'indique la *fig.* 220. A une autre heure, au contraire, éloignée de la première de la moitié d'un jour sidéral, l'angle de l'écliptique avec l'horizon atteint sa valeur minimum égale à ZOK'; alors la ligne des équinoxes est encore dans le plan de l'horizon : mais l'équinoxe de printemps A est à l'est, et l'équinoxo d'automne à l'ouest, *fig.* 221.

Pour que l'on puisse voir la lumière zodiacale à l'heure que nous avons indiquée, c'est-à-dire le soir, lorsque le crépuscule a cessé, il faut qu'à cette heure l'écliptique fasse un grand angle avec l'horizon ; sans quoi, ainsi que nous l'avons déjà dit, cette lumière se perdrait dans les vapeurs de l'horizon. Il est donc nécessaire qu'à ce moment l'écliptique se trouve à peu près placée comme le montre la *fig.* 220 ; c'est-à-dire que l'équinoxe du printemps A soit alors peu éloigné de l'horizon, du côté do l'ouest. Mais le soleil, à ce moment même, est aussi à une faible distance de l'horizon, du côté de l'ouest; et, par conséquent, le soleil doit être en un point de l'écliptique voisin de l'équinoxe du printemps. C'est donc vers le 21 mars que les circonstances sont favorables à l'observation de la lumière zodiacale. C'est, en effet, dans les mois de mars et d'avril que ce phénomène s'observe en Europe.

La lumière zodiacale s'observe également le matin, à l'orient, et avant l'aurore; mais c'est à une autre époque de l'annéo. L'écliptique devant encore, à ce moment, se trouver à peu près dans la position qu'indique la *fig.* 220, l'équinoxe d'automne C doit être voisin de l'horizon, du côté de l'orient ; mais le soleil se trouve alors dans la même région du ciel : donc il doit être peu éloigné de

l'équinoxe d'automne. Aussi est-ce vers le mois de septembre que peut se faire cette observation du matin.

MOUVEMENT DE LA TERRE AUTOUR DU SOLEIL.

§ 157. **Le mouvement du soleil n'est qu'une apparence due à ce que la terre se meut autour de cet astre.** — Après avoir étudié le mouvement diurne du ciel, et avoir reconnu que ce mouvement n'est autre chose qu'une rotation uniforme de l'ensemble des étoiles autour de l'axe du monde, nous nous sommes demandé si cette rotation était bien réelle (§ 74). L'examen de la question nous a fait voir que le mouvement diurne de la sphère céleste n'est qu'une apparence due à la rotation de la terre sur elle-même. Maintenant que nous avons fait un pas de plus, que nous nous sommes rendu compte du mouvement du soleil, tel que nous le voyons de la terre, nous pouvons nous demander également si ce mouvement est bien réel; ne serait-il pas possible qu'il ne fût aussi qu'une pure apparence due à un autre mouvement, dont la terre serait animée en même temps qu'elle tourne autour de son axe? On sait, en effet, que, quand un corps se meut dans l'espace, son mouvement se compose de deux parties, dont l'une est le mouvement de son centre de gravité, et l'autre est une rotation autour de ce point. Une pierre lancée dans une direction quelconque fournit un exemple sensible de l'existence simultanée de ces deux mouvements; si on la suit de l'œil pendant qu'elle parcourt sa trajectoire parabolique, on la voit en même temps tourner sur elle-même, plus ou moins rapidement, suivant qu'elle a été lancée de telle ou telle manière. La terre étant un corps isolé de toutes parts (§ 55), et pouvant, par conséquent, être en mouvement d'une manière quelconque dans l'espace, on conçoit qu'outre son mouvement de rotation sur elle-même, elle puisse posséder un mouvement de translation en vertu duquel son centre occupe successivement différentes positions. Voyons donc si ce second mouvement de la terre ne serait pas l'unique cause du déplacement du soleil tel que nous l'observons chaque année.

Pour simplifier, nous continuerons à faire abstraction de la rotation de la terre sur elle-même, de manière à réduire le mouvement annuel apparent du soleil à ce qu'il serait, si la sphère céleste n'était pas animée de son mouvement diurne. Dans ce cas, les étoiles étant immobiles, nous verrions le soleil se projeter successivement au milieu de diverses constellations, en restant toujours dans le plan de l'écliptique, et se mouvant dans ce plan, conformément aux

lois que nous avons fait connaître précédemment (§ 147). Lorsque nous aurons examiné la question à ce point de vue, il nous sera facile de voir comment le résultat auquel nous serons parvenus peut se combiner avec les notions déjà acquises sur la rotation de la terre.

§ 158. Il est aisé de comprendre que le mouvement annuel du soleil autour de la terre peut s'expliquer très facilement en regardant cet astre comme immobile, et la terre comme se mouvant autour de lui. Pour prendre une comparaison dans les objets qui nous sont familiers, supposons qu'un arbre soit isolé au milieu d'une vaste plaine, et que cette plaine soit bordée par une forêt dans tout son contour. Si nous sommes placés dans la plaine, à peu de distance de l'arbre, nous le verrons dans la direction de certains arbres de la forêt environnante; en changeant de position, de manière à tourner autour de l'arbre central, nous le verrons successivement se projeter sur les divers arbres qui garnissent le contour de la plaine. Si nous ne savions pas que nous nous déplaçons, et que l'arbre que nous observons est fixé au sol, nous serions naturellement portés à croire que c'est l'arbre qui tourne autour de nous; puisqu'il nous paraît successivement dans la direction des divers points du contour de la plaine. Or, la même chose peut tout aussi bien arriver si l'arbre central est remplacé par le soleil, et les arbres de la forêt environnante par les étoiles. En admettant que le soleil soit immobile dans l'espace, et que la terre se meuve autour de lui, nous, qui sommes placés sur la terre, nous verrons le soleil successivement dans la direction de diverses constellations; n'ayant pas conscience de notre propre mouvement, nous croirons que le soleil se meut autour de nous. Ainsi, il est tout aussi simple de regarder le mouvement du soleil comme n'étant qu'une apparence due à ce que la terre se meut autour de lui, que de regarder ce mouvement comme existant réellement.

Il résulte des observations que, en regardant la terre comme immobile, le soleil décrit dans le plan de l'écliptique une ellipse dont la terre occupe un des foyers. Pour que les apparences soient exactement les mêmes, dans l'hypothèse du mouvement de la terre autour du soleil, il faut qu'elle décrive également dans ce plan une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, et que cette ellipse ait précisément les mêmes dimensions que celle que l'on voit décrire au soleil. C'est ce qu'on reconnaîtra sans peine à l'aide de la *fig.* 222. Soit SS'S''S''' l'ellipse que nous voyons décrire au soleil autour de la terre T. Si nous faisons faire un demi-tour à cette ellipse, dans son plan, autour du point X, milieu de ST, le point T viendra en S, le point S en T, et l'ellipse SS'S''S''' prendra

la position TT'T''T'''. Cette seconde ellipse TT'T''T''' est précisément la ligne courbe que la terre T doit décrire autour du soleil S,

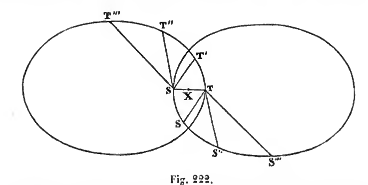


Fig. 222.

supposé immobile, pour que les apparences soient les mêmes. En effet, lorsque nous voyons le soleil aller de S en S', la direction suivant laquelle nous l'apercevons passe de TS à TS'; or, si le soleil ne se déplace pas, et que la terre, au contraire, marche de T en T', en décrivant un arc TT' précisément égal à SS', la direction suivant laquelle nous verrons le soleil aura changé exactement de la même manière : car la ligne T'S est évidemment parallèle à TS'. De plus, la distance du soleil à la terre devient égale à TS', lorsque le soleil va de S en S'; mais si c'est la terre qui change de position et qui va de T en T', le soleil restant en S, la distance entre ces deux corps devient T'S, qui est évidemment égale à TS'. Ainsi, au lieu de supposer que le soleil parcourt successivement les arcs d'ellipse SS', S'S'', S''S''', et que la terre reste immobile en T, on peut admettre que la terre décrit dans les mêmes temps les arcs TT', T'T'', T''T''', respectivement égaux aux précédents, et que le soleil ne se déplace pas : la direction suivant laquelle on verra le soleil, et la distance de cet astre à la terre, changeront exactement de la même manière dans l'un et l'autre cas.

Le mouvement que l'on doit attribuer à la terre, sur l'ellipse TT'T''T''', étant exactement le même que celui du soleil sur l'ellipse SS'S''S''', on en conclut que, s'il est vrai que ce soit la terre qui se meuve autour du soleil, non-seulement elle décrit autour de cet astre une ellipse dont il occupe un des foyers, mais encore elle décrit cette ellipse conformément à la loi des aires (§ 147).

§ 159. Le mouvement du soleil, tel que nous l'observons, pouvant s'expliquer avec la même facilité, soit qu'on regarde la terre comme immobile et le soleil comme se mouvant autour d'elle, soit

qu'au contraire on regarde la terre comme se mouvant autour du soleil, voyons quels sont les motifs que nous pouvons avoir de nous arrêter à l'une ou à l'autre de ces deux idées.

Nous avons vu que le diamètre du soleil est 112 fois plus grand que celui de la terre (§ 150). Le rapport des dimensions des deux corps est d'ailleurs rendu très sensible par la figure 204 (page 277). On voit tout de suite par là que, si l'un de ces deux corps se meut autour de l'autre, il y a une très grande probabilité pour que ce soit la terre plutôt que le soleil. On aurait peine à concevoir qu'il en fût autrement. La grandeur énorme du soleil, relativement à la terre, porte naturellement à admettre que c'est la terre qui se meut autour du soleil, et qui donne lieu ainsi aux apparences dont nous nous sommes occupés précédemment.

Cette considération des grandeurs relatives du soleil et de la terre est loin d'être la seule raison que l'on puisse faire valoir en faveur du mouvement de la terre ; il en existe plusieurs autres que nous ne sommes pas en mesure de développer en ce moment, et sur lesquelles nous reviendrons ultérieurement, chaque fois que l'occasion s'en présentera. Nous nous contenterons seulement d'en faire ici une énumération succincte.

Lorsque nous aurons étudié les apparences que présentent les mouvements des planètes, nous verrons que ces apparences s'expliquent beaucoup plus simplement dans l'hypothèse du mouvement de la terre autour du soleil, que dans l'hypothèse de son immobilité.

Quand on admet que la terre se meut autour du soleil, elle se trouve ainsi rangée parmi les planètes : on reconnaît alors que son mouvement satisfait exactement aux lois qui régissent les mouvements des diverses planètes autour du soleil. On trouve donc là une preuve frappante de l'exactitude des idées qui consistent à regarder la terre comme une planète circulant autour du soleil, de même que toutes les autres.

L'observation attentive des étoiles a fait découvrir un phénomène connu sous le nom d'*aberration*, qui s'explique tout naturellement dans l'hypothèse où la terre est en mouvement autour du soleil ; tandis qu'il serait tout à fait inexplicable si la terre était immobile.

Enfin l'admirable théorie de la gravitation universelle, dont l'exactitude a été vérifiée dans des circonstances si nombreuses et si variées, repose essentiellement sur cette idée, que le soleil est le corps principal de notre système planétaire, et que les diverses planètes, y compris la terre, sont en mouvement autour de cet astre central.

Ces raisons sont plus que suffisantes pour nous faire admettre le mouvement de la terre comme une vérité incontestable. Aussi c'est ce que nous ferons désormais. Il nous arrivera bien encore quelquefois de parler du mouvement annuel du soleil, de même que, après avoir reconnu l'existence de la rotation de la terre sur elle-même, nous parlons encore du mouvement diurne de la sphère céleste : mais on devra toujours se rappeler qu'il ne s'agit que du mouvement apparent, c'est-à-dire du mouvement tel que nous le voyons.

La terre, en décrivant son orbite elliptique autour du soleil (§ 158), s'éloigne et s'approche alternativement de cet astre. En T, *fig.* 222, elle en est plus près que dans toute autre position ; ce point T, qui est le sommet de l'ellipse le plus voisin du foyer S, se nomme le *périhélie* de la terre. Le sommet opposé de l'ellipse se nomme son *aphélie*. On voit que ces mots ont des étymologies et des significations entièrement analogues à celles des mots *périgée* et *apogée*, qui se rapportent au mouvement d'un astre autour de la terre.

§ 160. La terre se mouvant dans l'espace, en même temps qu'elle tourne sur elle-même, l'axe autour duquel s'effectue son mouvement de rotation se déplace nécessairement. Mais comme cet axe, et le plan de l'équateur céleste qui lui est perpendiculaire, conservent constamment la même position par rapport aux étoiles, pendant tout le cours d'une année, on doit en conclure que leurs directions ne changent pas ; c'est-à-dire que l'axe de rotation de la terre se meut parallèlement à lui-même, pendant que son centre décrit son orbite elliptique autour du soleil.

Si nous nous plaçons, par la pensée, au centre même de la terre, ce point sera en même temps le centre de la sphère céleste. De ce lieu d'observation, nous verrons le soleil décrire exactement le grand cercle de l'écliptique, sur la sphère céleste (§ 149). L'intersection du plan de ce grand cercle avec le plan de l'équateur céleste, est ce que nous nommons la ligne des équinoxes. Le premier de ces deux plans n'est autre chose que le plan de l'ellipse suivant laquelle le centre de la terre se meut autour du soleil ; quant au plan de l'équateur céleste, il se déplace en restant parallèle à lui-même : la ligne des équinoxes se déplace donc également, mais en conservant constamment la même direction.

Il est aisé de se rendre compte des positions que la terre prend successivement autour du soleil dans l'espace d'une année, et de comprendre comment se produisent les différences des saisons. La terre étant dans une position quelconque T, *fig.* 223, son axe de

rotation PQ est dirigé de manière à faire un angle de 23° 28′ avec la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique. Le plan de son équateur EE coupe le plan de l'écliptique suivant une ligne droite TA, qui est la ligne des équinoxes. Pendant que le centre T de la terre parcourt la courbe TT′T″T‴, qui est ici vue obliquement, son axe PQ prend successivement les positions P′Q′, P″Q″, P‴Q‴, en restant parallèle à lui-même ; et la ligne des équinoxes TA se transporte en même temps en T′A′, T″A″, T‴A‴, sans changer do direction. A un instant donné, le soleil éclaire et échauffe la moitié de la surface de la terre qui est tournée de son côté ; et le mouvement de rotation de la terre sur elle-même amène chaque jour la presque totalité de la surface du globe à participer à cette influence bienfaisante. Mais, en raison de l'obliquité de l'axe PQ, l'un des deux pôles est tourné du côté du soleil, tandis que l'autre est tourné du côté opposé ; il en résulte que les régions qui avoisinent ces doux pôles restent constamment l'une dans la partie éclairée par le soleil, l'autre dans la partie non éclairée. Le mouvement de trans-

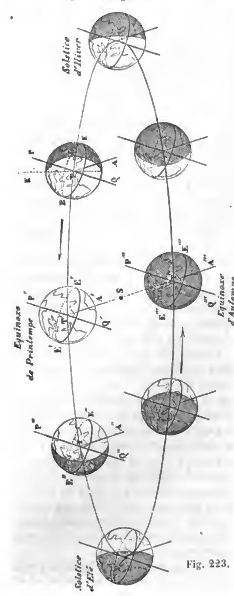


Fig. 223.

lation de la terre autour du soleil fait que ces circonstances ne se produisent pas toujours de la même manière; les deux pôles se trouvent, chacun à son tour, dans la position convenable pour recevoir les rayons du soleil. Lorsque la ligne des équinoxes TA prend la position T′A′, qui passe par le centre du soleil S, on est à l'équinoxe du printemps. La terre ayant dépassé cette position pour aller en T″, le pôle boréal P″ est tourné vers le soleil. Ce pôle reçoit les rayons solaires, jusqu'à ce que la terre vienne en T‴, où la ligne des équinoxes T‴A‴ est de nouveau dirigée vers le soleil S; dans cette nouvelle position, on est à l'équinoxe d'automne. La terre continuant à se mouvoir, le pôle boréal cesse d'être éclairé, et le pôle austral l'est à son tour, jusqu'à ce que la terre revienne en T′, c'est-à-dire jusqu'au commencement du printemps suivant. On comprend très bien par là comment la portion de l'hémisphère boréal de la terre, qui reste éclairée pendant toute la durée d'un jour, augmente constamment d'étendue depuis l'équinoxe du printemps jusqu'au solstice d'été, et diminue ensuite progressivement du solstice d'été à l'équinoxe d'automne; et de même comment des circonstances analogues se produisent depuis l'équinoxe d'automne jusqu'à l'équinoxe du printemps, dans la région qui avoisine le pôle austral de la terre.

§ 161. **Précession des équinoxes.** — Nous venons de dire que, pendant que la terre se meut autour du soleil, son axe de rotation se déplace en restant toujours parallèle à lui-même. Il n'en est pas rigoureusement ainsi. L'axe de rotation de la terre conserve bien très sensiblement la même direction dans l'espace, pendant tout le cours d'une même année; mais, si l'on compare les positions qu'il a occupées à deux époques éloignées l'une de l'autre d'un certain nombre d'années, on reconnaît que sa direction a changé d'une manière notable.

On se fera une idée très nette de ce changement progressif dans la direction de la ligne des pôles de la terre, en comparant le mouvement de rotation du globe au mouvement d'une toupie, *fig.* 224. Souvent on voit l'axe de figure AB de la toupie prendre une position oblique par rapport à la verticale qui passe par son point d'appui A sur le sol; mais alors, pendant que la toupie tourne autour de cet axe, il se meut lui-même en tournant

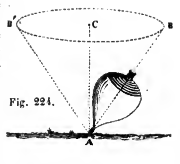


Fig. 224.

autour de la verticale, tout en conservant la même obliquité, l'axe de la toupie décrit ainsi un cône BAB′, dont l'axe est la verticale AC.

La rotation de la terre autour de son centre s'effectue dans des conditions entièrement analogues : pendant qu'elle tourne autour de sa ligne des pôles, cette ligne, inclinée de 23° 28′ sur la perpendiculaire au plan de l'écliptique, décrit un cône autour de cette perpendiculaire, et prend ainsi successivement des directions différentes dans l'espace. Si à ce mouvement de rotation, plus complexe que nous ne l'avions indiqué tout d'abord, nous joignons le mouvement du centre de la terre autour du soleil, nous aurons une idée complète du mouvement de la terre dans l'espace.

Le mouvement de révolution de la ligne des pôles TP, *fig.* 225,

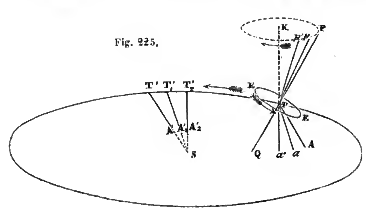


Fig. 225.

autour de la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique, est extrêmement lent ; en sorte qu'au bout d'une année, cette ligne TP occupe une position T*p* très voisine de celle qu'elle occupait au commencement de cette année. C'est ce qui fait que, pendant tout le cours de l'année, on peut regarder l'axe de rotation de la terre comme restant parallèle à lui-même. Mais le changement de direction de cet axe, bien que très petit, n'en existe pas moins, et se produit d'une manière continuelle. Le plan de l'équateur céleste, mené par le centre de la terre, perpendiculairement à la ligne des pôles TP, change donc aussi peu à peu de direction ; et par conséquent la ligne des équinoxes TA, intersection de ce plan avec le plan de l'écliptique, tourne lentement autour du centre T de la terre, en restant dans ce dernier plan. Dans l'espace d'une année, la ligne des pôles passant de la direction TP à la direction T*p*, la

ligne des équinoxes, qui était d'abord dirigée suivant TA, viendra prendre la direction Ta. Au bout d'une seconde année, la ligne des pôles ayant pris la position Tp', la ligne des équinoxes sera dirigée suivant Ta', et ainsi de suite.

Ce changement progressif de direction de la ligne des équinoxes a une influence sur les époques auxquelles commencent les diverses saisons de chaque année. Le printemps commence lorsque cette ligne est dans la position $T'A'$, passant par le soleil S. Si elle restait toujours parallèle à elle-même, le printemps de l'année suivante ne commencerait que lorsque la terre, ayant fait tout le tour de l'écliptique, viendrait de nouveau se placer en T'. Mais il n'en est pas ainsi. D'après le sens dans lequel la ligne des équinoxes tourne dans le plan de l'écliptique, si le printemps a commencé à une certaine époque, lorsque la terre était en T', il commencera l'année suivante lorsqu'elle sera en T'_1, de telle manière que la nouvelle direction $T'_1A'_1$ de la ligne des équinoxes passe encore par le soleil S; un an plus tard, le printemps commencera lorsque la terre sera en T'_2, et ainsi de suite. L'époque à laquelle arrive l'équinoxe du printemps *précède* donc, chaque année, d'une certaine quantité, celle à laquelle il serait arrivé, si l'axe de la terre n'éprouvait pas le changement continuel de direction dont nous nous occupons : c'est pour cela que le mouvement de révolution de cet axe, autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique, est désigné sous le nom de *précession des équinoxes*.

§ 162. Voyons comment ce changement progressif de direction de la ligne des pôles, et par suite de la ligne des équinoxes, peut influer sur les mouvements apparents que nous avons étudiés ; et comment, par conséquent, le phénomène de la précession des équinoxes a pu être découvert, par l'observation de ces mouvements apparents.

La première notion que nous avons acquise sur les mouvements des astres, est celle de la rotation diurne de la sphère céleste autour de la ligne des pôles. C'est sur la connaissance de ce mouvement que nous nous sommes basés, pour faire choix, dans le ciel, de certaines lignes auxquelles nous avons ensuite rapporté les positions de divers astres. Parmi ces lignes, l'équateur céleste est celle qui joue le principal rôle. Mais aussitôt que nous avons reconnu que le mouvement diurne des astres était une pure apparence, due à ce que la terre tourne autour d'un axe mené par son centre, nous avons été en mesure de voir que cet équateur céleste n'avait pas d'existence réelle dans le ciel, en dehors de la terre. Si la terre venait à être anéantie, ou bien si elle cessait de tourner

sur elle-même, il ne resterait plus aucune trace de cet équateur, que nous avions cependant regardé tout d'abord comme une ligne immuable, capable par sa fixité de nous faire reconnaître si un astre était en repos ou en mouvement.

Ces considérations nous amènent tout naturellement à ne plus attribuer à l'équateur céleste ce caractère de fixité que nous lui avions supposé d'abord. La position de ce grand cercle de la sphère céleste étant déterminée par la direction de l'axe de rotation de la terre, un changement dans la direction de cet axe doit en amener un correspondant pour l'équateur. En sorte que, l'universalité des étoiles étant regardée comme constituant à proprement parler la partie fixe de la sphère céleste, le grand cercle de l'équateur doit se déplacer progressivement sur cette sphère. En vertu de ce déplacement, l'équateur doit couper l'écliptique successivement en différents points, c'est-à-dire que les équinoxes doivent se mouvoir le long de l'écliptique. Ainsi EE, *fig.* 226, étant la position de l'équateur sur la sphère céleste à une certaine époque, et ABCD celle de l'écliptique, que le centre du soleil semble parcourir dans le sens de la flèche, l'équateur doit venir successivement se placer en E'E', E''E''...; de telle manière que l'équinoxe du printemps, en allant de A en A', puis de A' en A'', et ainsi de suite, marche en sens contraire du sens dans lequel le soleil parcourt l'écliptique. On voit, en effet,

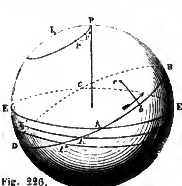


Fig. 226.

qu'avec un pareil déplacement de l'équateur, et par suite des équinoxes, le soleil, partant de l'équinoxe du printemps A, y reviendra un peu avant d'avoir fait tout le tour de l'écliptique, ainsi que nous l'avons annoncé (§ 161).

En vertu de ce mouvement de l'équateur sur la sphère céleste, les étoiles, tout en restant immobiles, changent de position par rapport à lui ; l'ascension droite et la déclinaison de chacune d'elles doivent donc varier constamment ; et ces variations, que l'on peut constater en comparant les ascensions droites et les déclinaisons observées à des époques éloignées les unes des autres, peuvent servir à la détermination du mouvement de l'équateur.

Mais les choses se simplifient, lorsque, au lieu de comparer les diverses valeurs que prennent à différentes époques l'ascension

droite et la déclinaison d'une même étoile, on compare les valeurs correspondantes de sa longitude et de sa latitude (§ 141). Le déplacement de l'équateur sur la sphère céleste ne change pas la position de l'étoile *e*, *fig.* 226, par rapport à l'écliptique; la latitude *eb* de l'étoile doit donc rester constamment la même; et la longitude A*b* ne doit varier qu'en raison du mouvement de l'équinoxe A, que l'équateur entraîne avec lui en sens contraire du mouvement apparent du soleil sur l'écliptique. Ainsi le mouvement de l'équateur sur la sphère doit être rendu manifeste par l'accroissement continuel qu'éprouvent les longitudes des différentes étoiles, accroissement qui doit être le même pour toutes.

C'est en constatant cette augmentation progressive des longitudes des étoiles, qu'Hipparque découvrit la précession des équinoxes. Le long espace de temps qui s'est écoulé depuis l'époque des observations faites par ce grand astronome nous permet de mettre le phénomène encore plus en évidence qu'il n'avait pu le faire. Ainsi il avait trouvé, en l'an 128 avant J.-C., que la longitude de l'épi de la Vierge était de 174°; d'un autre côté, d'après des observations faites par Maskelyne, la longitude de cette étoile, en 1802, était de 201° 4′ 41″ : l'excès du dernier nombre sur le premier, excès qui surpasse 27°, est entièrement dû au déplacement de l'équinoxe du printemps sur l'écliptique, pendant le long espace de temps, de 1930 années, qui sépare les observations d'Hipparque et de Maskelyne.

L'exemple qui vient d'être cité peut servir à déterminer la quantité dont l'équinoxe du printemps s'est déplacé en moyenne, chaque année, pendant le temps auquel il se rapporte. Mais on peut aussi trouver la grandeur de ce déplacement annuel de l'équinoxe, en comparant les résultats d'observations faites, à quelques années de distance, avec les moyens précis que l'on possède actuellement : on trouve ainsi que l'équinoxe parcourt chaque année sur l'écliptique un arc de 50″,2. Il faudrait, d'après cela, qu'il s'écoulât environ 26,000 ans, pour que l'équinoxe fît le tour entier de l'écliptique, s'il conservait toujours la vitesse avec laquelle il se meut maintenant.

Comme on a souvent, en astronomie, à considérer des mouvements qui se font sur la sphère céleste, soit suivant l'écliptique, soit suivant des lignes qui ne s'en écartent pas beaucoup, on a adopté des expressions spéciales pour désigner le sens de ces mouvements. Tout mouvement qui s'effectue dans le sens dans lequel le soleil parcourt l'écliptique prend le nom de *mouvement direct;* tout mouvement qui a lieu dans le sens contraire est un *mouve-*

ment rétrograde. Il est aisé de voir, d'après ce qui précède, que le mouvement de l'équinoxe du printemps est rétrograde ; on donne quelquefois à ce mouvement le nom de *rétrogradation des équinoxes*.

§ 163. S'il est vrai que la ligne des pôles de la terre décrive un cône de révolution autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique comme axe (§ 161), l'angle compris entre le plan de l'écliptique et le plan de l'équateur, c'est-à-dire l'angle que l'on désigne habituellement sous le nom d'obliquité de l'écliptique, doit conserver constamment la même valeur de 23° 28′. C'est ce qui arrive en effet à peu près, et nous ne ferons pas attention tout d'abord aux variations qu'éprouve cet angle, variations sur lesquelles nous reviendrons dans un instant.

Le mouvement conique de l'axe de la terre autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique étant supposé se continuer indéfiniment, avec les caractères qu'il présente à l'époque actuelle, il devra en résulter des modifications considérables dans les positions des étoiles relativement à l'équateur et aux pôles de la sphère céleste. Le pôle P se déplace suivant le petit cercle PP′P″, dont tous les points sont éloignés de 23° 28′ du pôle K de l'écliptique ; il va donc successivement prendre différentes positions dans les constellations que ce petit cercle traverse.

L'étoile polaire, qui tire son nom de la position qu'elle occupe tout près du pôle boréal, n'a pas toujours été dans ces conditions. Le pôle boréal s'en rapproche constamment depuis un temps très long. Il en est maintenant à une distance d'environ un degré et demi, et cette distance diminuera encore jusque vers l'année 2120, où elle ne sera plus que d'environ un demi-degré. A partir de là, le pôle boréal s'éloignera de cette étoile ; et dans 13,000 ans, il en sera à une distance d'environ 47 degrés. Bien longtemps avant cette époque, l'étoile cessera d'être dans les conditions qui lui ont fait donner le nom d'étoile polaire.

En vertu du mouvement de précession, le pôle boréal se rapproche constamment de l'étoile Wéga, dont il est éloigné actuellement de plus de 51 degrés. Dans 12,000 ans, il n'en sera plus qu'à une distance d'environ 5 degrés ; et cette étoile, par son vif éclat, remplacera avec avantage l'étoile polaire actuelle.

On trouve un effet remarquable de la précession des équinoxes, dans les positions qu'occupent les signes de l'écliptique (§ 129) par rapport aux constellations d'où ils tirent leurs noms. A l'époque d'Hipparque, les signes de l'écliptique étaient désignés par les noms des constellations au milieu desquelles ils se trouvaient placés. La rétrogradation des équinoxes a depuis constamment déplacé les

signes parmi ces constellations ; car, l'écliptique étant toujours divisée en 12 parties égales, le mouvement rétrograde de l'équinoxe du printemps, qui est un des points de division, détermine nécessairement un mouvement analogue pour les autres points. Il en est résulté que les signes de l'écliptique, tout en conservant les mêmes noms, sont sortis peu à peu des constellations au milieu desquelles ils se trouvaient d'abord, pour venir se placer dans les constellations voisines. Nous avons vu (§ 162) que, depuis Hipparque jusqu'à l'époque actuelle, l'équinoxe du printemps a rétrogradé de plus de 27°, c'est-à-dire d'une quantité qui ne diffère pas beaucoup de la grandeur de chacun des signes ; et, par conséquent, chaque signe occupe maintenant sur l'écliptique à peu près la place qu'occupait le signe précédent du temps d'Hipparque. On s'en aperçoit facilement en jetant les yeux sur la planche II (page 173). Si l'on suit, de droite à gauche, la ligne sinueuse qui représente le développement de l'écliptique, en partant du point où cette ligne coupe l'équateur, vers la droite de la carte, on rencontre successivement les constellations des Poissons, du Bélier, du Taureau, des Gémeaux, etc. ; c'est-à-dire que le signe du Bélier est dans la constellation des Poissons, celui du Taureau dans la constellation du Bélier, et ainsi de suite.

§ 164. **Diminution séculaire de l'obliquité de l'écliptique.** — Dans ce qui précède, nous avons regardé l'obliquité de l'écliptique comme restant toujours la même, puisque nous avons dit que l'axe de la terre décrit un cône de révolution autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique ; ce qui revient à dire que la première ligne se déplace en faisant toujours le même angle avec la seconde. Il n'en est cependant pas rigoureusement ainsi, comme on le reconnaît en comparant entre elles les valeurs de l'obliquité de l'écliptique trouvées à diverses époques éloignées les unes des autres. C'est ce que le tableau suivant mettra complétement en évidence.

DATES des OBSERVATIONS.	NOMS des OBSERVATEURS.	LIEUX D'OBSERVATION.	OBLIQUITÉ.	DATES des OBSERVATIONS	NOMS des OBSERVATEURS.	LIEUX D'OBSERVATION.	OBLIQUITÉ.
1100 av. J.-C.	Tcheou Koung .	Chine. . .	23° 54′	629 ap. J.-C.	Litchou Foung .	Chine . . .	23° 40′
350 id.	Pythéas. . .	Marseille. .	23° 49′	880 id.	Albatenius . .	Arabie. . .	23° 36′
250 id.	Eratosthène . .	Alexandrie .	23° 46′	1000 id.	Ebn Jounis . .	Le Caire .	23° 34′
50 id.	Lieou Hiang . .	Chine . .	23° 46′	1279 id.	Cocheou King . .	Pékin . .	23° 32′
173 ap. J.-C.	. . . . . .	Chine . .	23° 44′	1437 id.	Ulug Bey. . .	Samarkande.	23° 31′
461 id.	Tsen Chong. .	Chine . .	23° 39′	1800 id.	Delambre. . .	Paris . . .	23° 28′

On voit que l'obliquité a constamment diminué, depuis l'époque des plus anciennes observations que l'on connaisse. Mais cette diminution est excessivement faible, relativement au mouvement de précession que nous avons étudié dans les paragraphes qui précèdent ; en sorte que, pendant un temps assez long, on peut en faire abstraction, et regarder par conséquent le déplacement de l'axe de la terre comme s'effectuant sur la surface d'un cône de révolution autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique.

On se demande naturellement à quoi tient cette diminution lente de l'obliquité de l'écliptique. Doit-on l'attribuer à ce que l'axe de la terre, tout en tournant autour de l'axe de l'écliptique, se rapproche peu à peu de ce dernier axe ? Ou bien doit-on la regarder comme provenant de ce que l'axe de l'écliptique se déplace lui-même d'une petite quantité, pendant que l'axe de la terre tourne autour de lui ? Le plan de l'écliptique peut tout aussi bien changer de direction dans l'espace que le plan de l'équateur ; en effet on comprend qu'il peut très bien arriver que le centre de la terre, en se mouvant autour du soleil, ne reste pas toujours exactement dans un même plan. L'observation seule doit décider la question.

L'écliptique a été supposée invariable dans le ciel jusqu'à Tycho-Brahé. Mais cet astronome, ayant remarqué que les latitudes des étoiles situées vers les solstices avaient varié d'au moins un tiers de degré, depuis les premières observations de l'école d'Alexandrie, en a conclu que l'écliptique se déplaçait lentement dans l'espace. L'examen attentif des variations éprouvées par les latitudes des diverses étoiles a fait voir que le mouvement de l'écliptique ne diffère pas beaucoup de celui que ce grand cercle prendrait, s'il tournait autour de la ligne des équinoxes, comme autour d'une charnière, pour se rabattre sur le plan de l'équateur.

Ainsi l'angle que l'équateur fait avec l'écliptique ne varierait pas, si l'écliptique conservait une position fixe dans l'espace : l'équateur ne ferait que tourner autour de l'axe de l'écliptique, de manière que la ligne des pôles décrive un cône de révolution autour de cet axe. Mais l'écliptique changeant insensiblement de direction dans l'espace, il en résulte que le mouvement rétrograde des équinoxes est accompagné d'une diminution lente de l'obliquité de l'écliptique.

D'après les observations modernes, cette diminution de l'obliquité est actuellement de 48″ par siècle, ou de 0″,48 par année. Suivant Delambre, la valeur de l'obliquité en 1800 était de 23° 27′57″; on en conclura sans peine la valeur de cet angle pour une autre

époque. Ainsi en 1850 elle était de 23° 27′ 33″ ; en 1900 elle se réduira à 23° 27′ 9″.

C'est l'obliquité de l'écliptique qui a servi de base à la division de la surface de la terre en cinq zones (§ 134). Le changement continuel de la valeur de cette obliquité entraîne un déplacement correspondant des tropiques et des cercles polaires, dont les premiers se rapprochent constamment de l'équateur, tandis que les derniers se rétrécissent en se rapprochant des pôles. Mais le changement d'étendue qui en résulte, pour la zone torride et pour les zones glaciales, est tellement faible, qu'on peut regarder ces zones comme restant les mêmes pendant un temps très long.

§ 165. **Déplacement lent du périhélie de la terre.** — En même temps que le plan de l'orbite décrite par la terre autour du soleil change peu à peu de direction dans l'espace, l'ellipse qu'elle parcourt tourne lentement dans ce plan, de manière que son grand axe prend successivement différentes directions. Il est aisé de voir comment ce mouvement a pu être constaté par les observations.

Le mouvement de la terre autour du soleil occasionne, comme nous l'avons vu, le mouvement apparent du soleil autour de la terre. Dans ce mouvement apparent, le soleil semble décrire une ellipse précisément égale à celle que la terre décrit autour de lui ; et les directions des grands axes de ces deux ellipses sont exactement les mêmes (§ 158). Il en résulte nécessairement que, si le grand axe de l'orbite elliptique de la terre change de direction dans son plan, il doit en être de même du grand axe de l'ellipse que le soleil semble décrire autour de la terre. Or la position du grand axe de cette dernière ellipse est indiquée par la valeur de la longitude du périgée solaire. Il suffit donc de comparer les valeurs de cette longitude, obtenues à deux époques éloignées l'une de l'autre, pour reconnaître si, dans l'intervalle, le périgée est resté immobile, ou a changé de position.

Flamsteed a trouvé, en 1690, que la longitude du périgée solaire était de 277°35′31″ ; en 1775, cette longitude était de 279°3′17″, d'après Delambre. Elle a donc varié, dans l'intervalle, de 1°27′46″, ou 5266″ : ce qui fait 61″,9 par année. Si cet accroissement annuel de la longitude du périgée solaire était seulement égal à 50″,2, quantité dont rétrograde l'équinoxe du printemps chaque année, on en conclurait que le périgée a conservé la même place parmi les étoiles ; l'accroissement de sa longitude devrait être attribué uniquement au mouvement de l'équinoxe, de même que l'accroissement qu'éprouvent continuellement les longitudes des étoiles (§ 162). Mais la longitude du périgée augmente chaque année de 11″,7 de

plus que les longitudes des étoiles : cela ne peut tenir qu'à ce que le périgée se déplace sur l'écliptique, de 11",7 par an, et d'un mouvement direct. Pendant que la ligne des équinoxes TA, *fig.* 227,

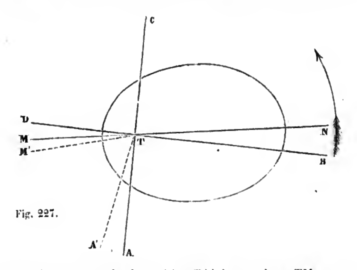


Fig. 227.

rétrograde pour prendre la position TA', le grand axe TM tourne de manière à venir se diriger suivant TM' ; en sorte que la longitude du périgée M, comptée à partir de la ligne des équinoxes, et dans le sens de la flèche, s'accroît de la somme des angles ATA', MTM'.

C'est la position du grand axe de l'ellipse solaire, par rapport aux lignes des équinoxes et des solstices, qui détermine les différences de durée des saisons (§ 147). Le mouvement de ce grand axe par rapport aux équinoxes et aux solstices, mouvement qui résulte de la combinaison du déplacement propre du grand axe avec la rétrogradation des équinoxes, doit donc amener des changements dans les durées relatives des saisons. En remontant dans la suite des siècles, on trouve des époques auxquelles les durées des saisons présentaient des circonstances très différentes de celles qu'elles présentent à l'époque actuelle. Ainsi, en l'an 1250 de l'ère chrétienne, le grand axe TM coïncidait avec la ligne des solstices TD, et le périgée avait la même longitude que le solstice d'hiver ; à cette époque la durée du printemps était égale à celle de l'été, et la durée de l'automne égale à celle de l'hiver. En remontant plus loin, et attribuant toujours la même vitesse au mouvement du périgée solaire par rapport à l'équinoxe du printemps, on arrive à ce résultat remarquable, que le périgée coïncidait avec l'équinoxe

d'automne C, vers l'an 4000 av. J.-C., époque à laquelle la plupart des chronologistes fixent la création du monde : alors les durées réunies du printemps et de l'été formaient une somme égale à celle des durées de l'automne et de l'hiver.

§ 166. **Aberration.**— La terre ne peut pas se mouvoir autour du soleil, en décrivant l'orbite elliptique dont nous avons parlé, sans qu'il en résulte pour nous un déplacement apparent des étoiles les unes par rapport aux autres. Si l'on considère, par exemple, deux étoiles situées dans une région du ciel dont la terre s'éloigne à une certaine époque de l'année, il est clair que la distance angulaire de ces deux étoiles doit aller en diminuant ; lorsque ensuite la terre se rapproche de cette région du ciel, la distance des deux étoiles doit augmenter. Mais cet effet est nécessairement d'autant moins sensible, que la distance qui sépare la terre des étoiles est plus grande, par rapport aux dimensions de l'orbite terrestre. En sorte que, s'il arrivait que la distance à laquelle nous nous trouvons des étoiles fût comme infiniment grande, relativement à la distance du soleil à la terre, le mouvement apparent des étoiles dont nous parlons deviendrait tout à fait insensible ; les dimensions de l'orbite de la terre, malgré la grandeur que nous leur connaissons, seraient comme nulles à côté de l'énorme distance des étoiles, et les choses se passeraient de la même manière que si la terre était immobile.

Depuis que les astronomes, adoptant les idées soutenues par Copernic, regardaient le mouvement de la terre autour du soleil comme une vérité incontestable, rien dans les observations n'avait encore indiqué l'existence du mouvement apparent des étoiles, qui en est la conséquence nécessaire, lorsque Bradley (1) entreprit une série de recherches, dans le but de combler cette lacune de la science. Les observations qu'il fit, avec un degré de précision qu'on n'avait pas encore atteint jusque-là, n'eurent pas, sous ce rapport, le succès qu'il en attendait : il ne parvint pas plus que ses devanciers à mettre en évidence cet effet du mouvement de la terre, dont la découverte aurait eu le double avantage, de fournir une preuve de plus de la réalité de ce mouvement, et de faire connaître la distance qui nous sépare de certaines étoiles. Mais il en fut amplement dédommagé par la découverte de deux phénomènes d'une grande importance, savoir : l'aberration, et la nutation de l'axe de la terre. Avant de faire connaître en quoi consistent ces deux phé-

(1) Célèbre astronome anglais, né en 1692, mort en 1762. Il fut nommé en 1731 directeur de l'observatoire de Greenwich.

nomènes, entrons dans quelques détails relativement au mouvement que Bradley cherchait et qu'il n'a pas trouvé.

§ 167. Si un observateur était placé au centre même du soleil, pour observer une étoile, l'immobilité du soleil ferait qu'il apercevrait l'étoile toujours dans une même direction. Mais si, au lieu d'occuper cette position invariable, il se trouve sur la terre, qui l'emporte avec elle dans son mouvement annuel autour du soleil, les choses doivent se passer tout autrement. La direction suivant laquelle il voit l'étoile, à un instant quelconque, n'est pas la même que celle suivant laquelle il la verrait, s'il était au centre du soleil ; et l'angle compris entre ces deux directions change de grandeur et de position avec le temps : l'étoile doit donc sembler se mouvoir dans le ciel, en raison du déplacement qu'éprouve l'observateur.

Supposons qu'à une époque quelconque, la terre soit en T, *fig.* 228,

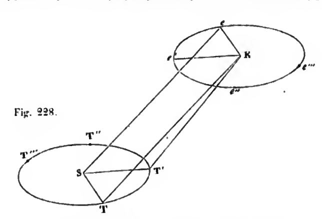


Fig. 228.

sur son orbite TT'T''T''', et que l'étoile observée soit en E ; cette étoile est vue dans la direction TE. Au bout de quelque temps, la terre s'étant transportée en T', l'étoile paraît dans une direction T'E, autre que celle TE suivant laquelle on la voyait d'abord. Pour nous rendre compte du changement progressif de cette direction suivant laquelle on voit l'étoile E, à mesure que la terre se déplace, cherchons comment l'étoile elle-même devrait se déplacer, pour qu'un observateur, immobile au centre du soleil, la vît successivement de la même manière qu'on la voit de la terre.

Lorsque la terre est en T, l'étoile paraît suivant la direction TE ; si l'on mène la ligne S*e* égale et parallèle à TE, en sorte que la ligne E*e* soit aussi égale et parallèle à TS, c'est en *e* que devrait être l'étoile, pour que l'observateur, placé au centre S du soleil, la vît

exactement de même qu'on la voit de la terre. De même, lorsque la terre est en T', en menant Ee' égale et parallèle à T'S, on trouvera la position e', que devrait avoir l'étoile, pour être vue du point S comme on la voit du point T'. En opérant ainsi pour les diverses positions de la terre sur son orbite TT'T''T''', on verra que les directions suivant lesquelles on aperçoit successivement l'étoile E sont exactement les mêmes que si l'on restait immobile au centre S du soleil, et que l'étoile parcourût la courbe *ee'e''e'''*, qui est évidemment égale à l'orbite TT'T''T''' de la terre, et placée dans un plan parallèle au plan de cette orbite.

Ainsi, en vertu du mouvement annuel de la terre autour du soleil, chaque étoile doit sembler décrire annuellement, dans un plan parallèle au plan de l'écliptique, une courbe *ee'e''e'''*, *fig.* 229, que l'on peut regarder sans grande erreur comme se confondant avec un cercle ; ou plutôt, comme nous rapportons tout à la surface de la sphère céleste, l'étoile doit sembler se mouvoir sur cette sphère, en parcourant la courbe *mpnq*, suivant laquelle elle coupe la surface du cône O*ee'e''e'''*. Vu la grande distance de l'étoile à la terre, la portion de la surface de la sphère céleste qui se trouve à l'intérieur de ce cône est extrêmement petite, et peut être regardée comme une surface plane ; en sorte que la courbe *mpnq* est une ellipse qui a son grand axe *mn* parallèle à l'écliptique, et son petit axe *pq* dirigé perpendiculairement à ce grand cercle. Le rapport de *pq* à *mn* varie d'ailleurs, suivant que l'axe du cône est plus ou moins oblique sur le plan de sa base, ou, ce qui revient au même, sur le plan de l'écliptique ; en sorte que, pour une étoile qui serait située au pôle même de l'écliptique, *pq* serait égal à *mn*, et l'ellipse deviendrait un

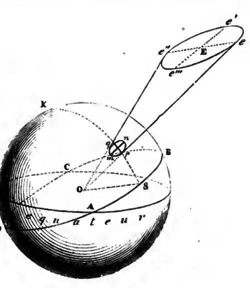


Fig. 229.

cercle; et si l'on considère des étoiles ayant des latitudes de plus en plus faibles, on trouve que les ellipses qu'elles doivent décrire sont de plus en plus aplaties, de manière à se réduire à de simples lignes droites, pour les étoiles qui se trouvent précisément sur l'écliptique. Quant aux dimensions apparentes de cette ellipse, que chaque étoile semble décrire en vertu du mouvement de la terre autour du soleil, elles sont d'autant plus petites que l'étoile est plus éloignée de nous, puisque l'ellipse résulte de l'intersection de la sphère avec un cône dont la base est toujours égale à l'orbite de la terre, quelle que soit la distance à laquelle se trouve l'étoile qui occupe le centre de cette base.

Afin de bien comprendre les résultats obtenus par Bradley, il est nécessaire que nous puissions encore savoir quelle position une étoile doit occuper à une époque quelconque, sur l'ellipse *mpnq* qu'elle semble décrire annuellement en vertu du déplacement de la terre. Nous y parviendrons facilement de la manière suivante : si nous nous reportons à la *fig.* 228, nous verrons que, à l'époque où la terre est en T, l'étoile semble être au point *e* de son orbite apparente $ee'e''e'''$. Mais, à cette époque, le soleil est vu de la terre suivant la ligne TS, de même direction et de même sens que la ligne E*e*. Donc, pour avoir la position que l'étoile semble occuper, à une époque quelconque, sur l'ellipse *mpnq*, *fig.* 229, il faut voir où le soleil se trouve, à cette époque, sur l'écliptique ABCD, et tracer, dans le cercle $ee'e''e'''$, un rayon parallèle au rayon de l'écliptique qui passe par cette position du soleil; en joignant ensuite l'extrémité du rayon ainsi obtenu, dans le cercle $ee'e''e'''$, au centre O de la sphère céleste, on a une ligne qui perce la sphère au point de l'ellipse *mpnq*, où l'étoile semble située. Traçons le cercle de latitude KS correspondant à la position moyenne de l'étoile, et supposons que le soleil soit au pied S de ce cercle de latitude, ce qui revient à dire que la longitude du soleil est égale à celle de l'étoile; nous trouverons la place correspondante de l'étoile sur l'ellipse *mpnq*, en menant E*e* parallèle à OS, puis cherchant le point où la ligne O*e* rencontre la surface de la sphère. Mais la ligne E*e*, étant parallèle à OS, se trouve située tout entière dans le plan du cercle de latitude KS; donc la ligne O*e*, contenue également dans ce plan, perce la sphère au point *p*, extrémité du petit axe *pq*, la plus voisine de l'écliptique. On verra de même que, lorsque le soleil aura dépassé le pied S du cercle de latitude de l'étoile, et s'en sera éloigné de 90 degrés, l'étoile semblera située dans l'espace, à l'extrémité e' du rayon Ee' perpendiculaire à E*e*; en sorte que cette étoile, ramenée par la pensée sur la sur-

face de la sphère céleste, paraîtra en n, à l'une des extrémités du grand axe de l'ellipse $mpnq$.

Il sera facile d'examiner ainsi quelles sont les places que l'étoile doit sembler occuper successivement sur l'ellipse $mpnq$, aux diverses époques d'une année. En ne nous arrêtant qu'aux quatre principales positions que l'étoile prendra chaque année sur cette ellipse, nous pouvons dire qu'elle sera en p à l'époque où le soleil aura la même longitude qu'elle; puis qu'on la verra successivement en n, en q, et en m, lorsque la longitude du soleil surpassera la sienne de 90 degrés, de 180 degrés, et de 270 degrés.

§ 168. Pour arriver à reconnaître l'existence de ce mouvement annuel apparent de chaque étoile, qui est une conséquence nécessaire du mouvement de la terre autour du soleil, Bradley observa les distances zénithales de certaines étoiles, à leur passage au méridien. Il se servit, pour cela, d'un secteur zénithal de $7^m,32$ de rayon (24 pieds anglais). Cet instrument, que nous n'avons pas décrit spécialement, n'est autre chose que le cercle mural (§ 85) dont on aurait supprimé une grande partie du limbe gradué, pour le réduire à la forme d'un secteur circulaire; le nom de secteur zénithal lui vient de ce qu'il sert exclusivement à observer les astres qui passent dans le voisinage du zénith. Bradley fit ainsi ses observations très près du zénith, afin de se mettre à l'abri des erreurs qui auraient pu résulter des réfractions atmosphériques, s'il avait observé des astres situés à des hauteurs au-dessus de l'horizon notablement différentes de 90 degrés.

Bradley ayant commencé ses observations en 1725, et les ayant continuées avec assiduité, ne tarda pas à reconnaître que les étoiles dont il s'occupait éprouvaient de petits déplacements annuels; mais ces déplacements étaient loin de se faire conformément à ce que nous avons dit, il n'y a qu'un instant (§ 167). Il trouva, par exemple, que l'étoile γ de la constellation du Dragon (voyez planche I, page 173) était, en mars 1726, de 20″ plus au sud qu'en décembre 1725; que, du mois de mars au mois de septembre suivant, elle avait marché de 39″ vers le nord; et qu'enfin, en décembre 1726, elle était revenue au point où elle se trouvait une année auparavant. Si le déplacement de cette étoile eût été une simple apparence due au mouvement de translation de la terre autour du soleil, c'est au mois de décembre qu'elle aurait dû être le plus au sud, et au mois de juin qu'elle aurait dû être le plus au nord; aux mois de mars et de septembre, elle se serait trouvée dans une position intermédiaire entre ces deux positions extrêmes. En effet, l'ascension droite de l'étoile étant d'à peu près



270 degrés (planche I), et le pôle de l'écliptique étant entre elle et le pôle boréal de l'équateur, on voit que le pied de son cercle de latitude coïncide à peu près avec le solstice d'hiver. C'est donc au mois de décembre, lorsque le soleil se trouve dans le voisinage de ce solstice, que l'étoile devrait être au sommet p de l'ellipse *mpnq*, *fig.* 229 (§ 167); et, d'après la position particulière de l'étoile dont il s'agit, ce sommet p est le point de l'ellipse qui est le plus éloigne du pôle nord. De même, on verrait que c'est au mois de juin, à l'époque du solstice d'été, que l'étoile devrait se trouver au point q; c'est-à-dire qu'à cette époque, elle devrait être plus près du pôle nord qu'à toute autre époque de l'année. Les variations successives de la distance de l'étoile γ du Dragon au pôle nord, telles que Bradley les a observées, se produisaient bien exactement dans le même ordre que celles que le mouvement de translation de la terre pourrait occasionner; mais elles étaient constamment en retard de trois mois sur ces dernières.

§ 169. Il était impossible, d'après cela, de regarder les déplacements observés, comme étant le résultat du changement de direction de la ligne qui joint l'étoile à la terre, en raison de ce que la terre prend successivement différentes positions autour du soleil. Après avoir cherché, pendant quelque temps, quelle pouvait être la cause de ce phénomène, dont le changement de position de la terre ne pouvait plus rendre compte, Bradley pensa qu'il pouvait être un effet de la transmission successive de la lumière, dont la vitesse avait été trouvée cinquante ans auparavant par Roemer, ainsi que nous l'expliquerons plus tard. L'examen attentif de l'influence que pouvait avoir la transmission non instantanée de la lumière sur la direction suivant laquelle on aperçoit une étoile, le confirma pleinement dans cette idée; et il publia, en 1728, une explication complète du phénomène que ses observations lui avaient révélé, phénomène que l'on désigne habituellement sous le nom d'*aberration de la lumière*, ou simplement d'*aberration*. Voici en quoi consiste cette explication.

Quoique la vitesse de la lumière soit excessivement grande, puisqu'elle parcourt, par seconde, environ 77 000 lieues de 4 kilomètres, cette vitesse ne peut pas être regardée comme infiniment grande, relativement à la vitesse que possède la terre dans son mouvement autour du soleil. En effet, si l'on regarde l'orbite de la terre comme un cercle de 38 millions de lieues de rayon, et qu'on suppose que la terre se meut uniformément sur ce cercle, dont elle fait le tour en 365 jours et un quart, on trouve facilement qu'elle parcourt un peu plus de 7 lieues et demie ($7^l,6$) par seconde; la

vitesse de la lumière est donc seulement environ 10 000 fois plus grande que celle de la terre.

La vitesse que possède un observateur, emporté par la terre dans son mouvement autour du soleil, doit faire qu'il n'attribue pas aussi exactement la même direction aux rayons de lumière venant d'une étoile, que s'il était complétement en repos. Pour le faire comprendre facilement, concevons que l'observateur vise l'étoile au moyen d'une lunette munie d'un réticule. Au moment où la terre est en T, *fig.* 230, l'étoile étant dans la direction TE, l'axe optique de la lunette ne doit pas être dirigé suivant cette ligne TE, pour que l'observateur puisse voir l'image de l'étoile se cacher derrière la croisée des fils du réticule; il faut que la lunette ait une certaine position oblique TA, ou T'A', telle que la croisée des fils, placée en T', parcoure la distance T'T, en vertu du mouvement de la terre, pendant que la lumière parcourt la distance A'T : on voit, en effet, que la lumière qui traverse le centre optique de l'objectif A', lorsque la lunette occupe la position T'A', arrive en T lorsque la lunette a pris la position TA, et peut, par conséquent, aboutir à la croisée des fils qui se trouve alors au point T.

Fig. 230.

L'observateur, qui considère la direction de l'axe optique de sa lunette comme étant celle des rayons lumineux qui viennent de l'étoile, commet donc une erreur; il croit l'étoile dans la direction T*e*, tandis qu'elle est dans la direction TE. C'est en cela que consiste l'aberration de la lumière. D'ailleurs, cette erreur n'est pas inhérente à l'emploi d'une lunette à réticule; quel que soit le moyen dont on se servira pour fixer la direction suivant laquelle l'étoile paraît, qu'on se serve d'alidades à pinnules, ou qu'on regarde simplement l'étoile sans se servir d'aucun instrument, le même raison-

nement fera voir que l'œil lui-même, pour apercevoir l'étoile, devra se diriger suivant la ligne Te, suivant laquelle on devait précédemment orienter l'axe optique de la lunette.

Ainsi, la vitesse dont l'observateur est animé, en vertu du mouvement de la terre, fait que l'étoile semble être située dans la direction Te, autre que la direction TE, dans laquelle elle se trouve réellement. Pour avoir la direction apparente Te, il est clair qu'il suffira de prendre sur TE une longueur quelconque TR; de mener par le point R, parallèlement à la direction T′T du mouvement de la terre, une ligne Rr dont le rapport à TR soit égal au rapport de la vitesse de la terre à celle de la lumière; et, enfin, de joindre le point T au point r, ainsi obtenu : le triangle TRr sera semblable au triangle A′TT′, et, par conséquent, la ligne Tr sera parallèle à T′A′. L'angle ETe, compris entre la direction apparente et la direction réelle de l'étoile, et que l'on nomme *angle d'aberration*, aura diverses grandeurs, suivant que l'on considérora telle ou telle étoile, et que la terre sera en tel ou tel point de son orbite. Mais cet angle ne variera qu'en raison de la variation de l'angle rRT, formé par la direction du mouvement de la terre avec la direction réelle TE de l'étoile; car, la vitesse de la lumière étant la même pour toutes les étoiles, et celle de la terre pouvant être regardée comme constante pendant toute l'année, ce qui est bien suffisant pour la question qui nous occupe, on pourra prendre toujours les mêmes longueurs TR, Rr, pour construire l'angle rTR. L'angle eTE aura donc sa plus grande valeur, lorsque Rr sera perpendiculaire à Tr, ou bien, ce qui est à peu près la même chose, en raison de la petitesse de l'angle eT, lorsque le mouvement de la terre sera dirigé perpendiculairement à la direction réelle TE de l'étoile : dans ce cas, l'angle d'aberration eTE est de 20″,45.

§ 170. Voyons maintenant comment la position apparente d'une étoile, à côté de sa position réelle, doit changer aux diverses époques d'une année, par suite du changement continuel de direction de la vitesse de la terre. Pour cela nous ferons encore ce que nous avons déjà fait pour étudier l'effet produit par le changement de position de la terre (§ 167) : nous chercherons comment l'étoile devrait se déplacer dans l'espace, pour qu'un observateur, immobile au centre du soleil, la vît successivement dans les différentes directions suivant lesquelles elle paraît aux observateurs que la terre emporte dans son mouvement. De plus, pour ne pas compliquer les choses, nous supposerons que la vitesse de la terre détermine seule un changement dans la direction suivant laquelle on aperçoit l'étoile, aux diverses époques d'une année; nous ferons donc abstraction du

changement do direction de l'étoile, provenant de ce que la terre se transporte successivement en différents points do l'espace; c'est-à-dire que nous regarderons les dimensions do l'orbite torrestro comme nulles relativement à la distance à laquelle se trouve l'étoile, et les lignes qui joignent cette étoile aux différentes positions de la terro comme toutes parallèles à celle qui la joint au soleil. Lorsque la terre est en T, *fig.* 231, sa vitesse est dirigée suivant la tangente TA à son orbite, c'est-à-dire suivant uno ligne qui est à peu près perpendiculaire au rayon TS, car l'orbite de la terre ne diffère pas beaucoup d'un cercle dont le soleil S occuperait le centre. Menons par le point S une ligne SE, dirigée vers l'étoilo E que nous considérons, et par conséquent parallèle à la ligne qui jondrait l'étoile à la terre, d'après co que nous admettons; menons ensuite, par un point R de cette ligne SE, parallèlement à la tangente TA, une ligno Rr dont le rapport à SR soit égal au rapport de la vitesse de la terro à la vitesse de la lumière : c'est parallèlement à Sr quo l'étoile sera aperçue par un observateur placé sur la terre, en T, ainsi que cela résulte de ce quo nous avons expliqué précédemment. L'étoile, au lieu d'être en E, devrait donc se trouver en e, à l'intersection de la ligne Sr prolongée avec la ligne Ee parallèle à Rr, pour que l'observateur, immobile en S, la vît exactement de la même manière qu'il la voit étant sur la terro T. Lorsque la terro est en T′, l'observateur qui y est situé voit l'étoile parallèlement à une direction Sr' qu'on obtient par un moyen analogue; et, pour que cet observateur, immobile au centre du soleil, la voie do la même manière, il faut admettre que l'étoile s'est transportée en e', à l'extrémité d'une ligne Ee' égale à Ee et parallèle à la tangente en T′ à l'orbite de la terre. Il est aisé de voir, d'après cela, que, si l'on mène par le point E des lignes Ee', Ee'', Ee'''..., toutes égales

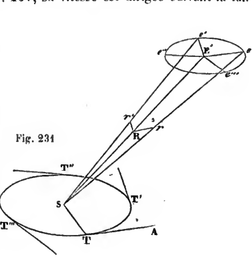


Fig. 231

à Ee, et respectivement parallèles aux tangentes à l'orbite terrestre en T', T'', T'''..., l'étoile devra décrire la courbe $ee'e''e'''$ formée par les extrémités de ces lignes, pour qu'un observateur immobile au centre du soleil la voie constamment dans la direction où il la verrait, s'il était sur la terre, et participait à son mouvement.

La courbe $ee'e''e'''$, que l'étoile doit ainsi paraître décrire annuellement, en vertu de l'influence de la vitesse de la terre, est évidemment un cercle dont le plan est parallèle au plan de l'écliptique. Le résultat auquel nous parvenons a donc une certaine analogie avec celui que nous avons obtenu, lorsque nous cherchions le mouvement apparent de l'étoile produit par le changement de position de la terre dans l'espace : dans chacun des deux cas, l'étoile semble décrire un cercle dont le plan est parallèle au plan de l'écliptique. Mais il y a, entre les deux résultats, des différences essentielles que nous allons signaler.

Le cercle que l'étoile doit sembler décrire en vertu du changement de position de la terre dans l'espace a exactement les mêmes dimensions que l'orbite de la terre, quelle que soit la distance à laquelle se trouve l'étoile; celui que l'étoile semble parcourir, en vertu de l'influence de la vitesse de la terre sur la direction apparente des rayons de lumière qui en viennent, a, au contraire, des dimensions plus ou moins grandes, suivant que l'étoile est plus ou moins éloignée; le rayon Ee de ce cercle doit toujours correspondre à un même angle ESe, quelle que soit la distance ES de l'étoile au soleil. On reconnait par là que l'effet du changement de position de la terre dans l'espace doit être d'autant moins sensible, pour une étoile en particulier, que cette étoile est plus éloignée : tandis que l'effet produit par l'aberration de la lumière doit être exactement le même pour toutes les étoiles, malgré la grande inégalité qui doit exister dans les distances qui les séparent de nous.

Une autre différence capitale, entre les deux effets que nous comparons, consiste en ce que, à un instant quelconque, l'étoile ne doit pas occuper des positions analogues sur les deux cercles qu'elle semble décrire. Dans le cas où l'on considère le cercle que l'étoile parcourt en apparence, en raison du changement de position de la terre, on voit qu'elle doit se trouver, à chaque instant, à l'extrémité du rayon Ee, parallèle à la ligne TS qui joint la terre au soleil, *fig.* 228 (page 308) : dans l'autre cas, l'influence de la vitesse de la terre, sur la direction que l'on attribue aux rayons de lumière venus de l'étoile, fait paraître cette étoile à l'extrémité du rayon Ee, parallèle à la tangente à l'orbite terrestre en T, *fig.* 231, et par conséquent perpendiculaire au rayon TS de cette orbite. En sorte

que, si l'on compare les positions successives et correspondantes de l'étoile sur les cercles qu'elle doit sembler décrire en vertu de chacune de ces deux causes dont nous étudions les effets, on voit que, sur le second cercle, elle est toujours en retard de 90 degrés, par rapport à la position qu'elle occupe en même temps sur le premier.

Rien de plus facile maintenant que de voir comme une étoile doit sembler se déplacer annuellement sur la sphère céleste, par suite de la vitesse dont l'observateur est animé à chaque instant. Cette vitesse produit le même effet que si, l'observateur étant immobile, l'étoile parcourait chaque année un cercle $ee'e''e'''$, *fig.* 232, parallèle au plan de l'écliptique ABCD; donc l'étoile doit paraître décrire sur la sphère céleste l'ellipse *mpnq*, suivant laquelle la sphère coupe le cône $Oee'e''e'''$. Cette ellipse a encore son grand axe *mn* parallèle à l'écliptique, et son petit axe *pq* dirigé suivant le cercle de latitude KS qui passe par son centre. Le rapport du petit axe au grand varie exactement de même que dans le cas de la première ellipse que nous avons trouvée (§ 167), suivant la position que l'étoile occupe sur la sphère, par rapport à l'écliptique; ces deux axes seraient égaux, et l'ellipse deviendrait un cercle, pour l'étoile qui serait située au pôle même de l'écliptique; plus la latitude de l'étoile est petite, plus l'ellipse s'aplatit; enfin pour une étoile située sur l'écliptique, l'ellipse se réduit à son grand axe. Quant à la grandeur apparente du grand axe de l'ellipse, elle est la même pour toutes les étoiles. Ce grand axe correspond au double de la plus grande déviation que les rayons venus de l'étoile doivent éprouver en apparence, par suite de l'influence de la vitesse de la terre; car,

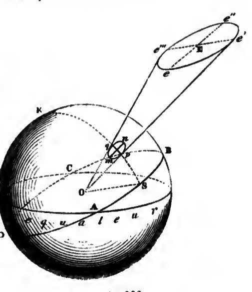


Fig. 232.

sans cette influence, l'étoile serait vue constamment au centre de l'ellipse dont il s'agit : le grand axe de l'ellipse est donc vu sous un angle 40″,90, double de la valeur que nous avons assignée au plus grand angle formé par la direction apparente d'une étoile avec sa direction réelle (§ 169).

Si l'on veut savoir quelle est, à chaque époque de l'année, la position que l'étoile doit sembler occuper sur l'ellipse *mpnq*, il suffit de se rappeler ce que nous avons dit il n'y a qu'un instant : savoir que, sur le cercle *ee′e″e‴*, *fig.* 232, qu'elle semble décrire dans l'espace, par suite de l'influence de la vitesse de la terre, elle est toujours en retard de 90 degrés, par rapport à la position où elle se trouve sur le cercle analogue qu'elle doit sembler décrire en vertu du déplacement de la terre. Quand on aura trouvé le point du cercle *ee′e″e‴* où l'étoile semble placée à une époque quelconque, on n'aura qu'à joindre ce point au centre O de la sphère, pour avoir le point correspondant de l'ellipse *mpnq*. En opérant de cette manière, on reconnaîtra que, lorsque le soleil est en S, c'est-à-dire au pied du cercle de latitude KS de l'étoile, celle-ci doit paraître placée au sommet *m* de l'ellipse *mpnq*; et de même, que l'étoile se trouvera en apparence aux points *p*, *n*, *q*, lorsque la longitude du soleil surpassera la sienne de 90 degrés, de 180 degrés, et de 270 degrés.

§ 171. Si l'on se reporte maintenant aux résultats des observations faites par Bradley sur l'étoile γ du Dragon, on verra qu'ils s'accordent complétement avec l'effet que doit produire l'influence de la vitesse de la terre sur la direction suivant laquelle on voit une étoile. Le pied du cercle de latitude de γ du Dragon coïncidant à peu près avec le solstice d'hiver, cette étoile devait être au point *m* de son ellipse apparente *mpnq*, lors des observations faites en décembre 1725; elle devait être en *p* au mois de mars 1726, en *n* au mois de juin de la même année, en *q* au mois de septembre, et de nouveau en *m* au mois de décembre. Les observations montrèrent en effet que, de décembre 1725 à mars 1726, l'étoile avait marché de 20″ vers le sud; que, du mois de mars 1726 au mois de septembre suivant, elle avait marché de 39″ en sens contraire, c'est-à-dire vers le nord; et qu'enfin, en décembre 1726, elle se retrouvait au même lieu qu'en décembre 1725.

Tous les mouvements analogues, trouvés par Bradley dans les diverses étoiles qu'il avait observées, s'accordent, aussi bien que celui que nous avons pris pour exemple, avec les conséquences de la théorie que nous venons d'exposer, relativement à la déviation que la vitesse de la terre fait éprouver en apparence aux rayons

lumineux venant d'une étoile. Cet accord ayant été constaté par Bradley, il regarda les mouvements annuels, qu'il avait reconnus dans les diverses étoiles soumises à ses observations, comme étant réellement dus à cette déviation apparente des rayons lumineux, produite par la combinaison de la vitesse do la terre avec celle de la lumière.

Le phénomène de l'aberration, ainsi découvert par Bradloy, et confirmé par toutes les observations faites depuis sa découverte, doit être regardé comme étant d'une extrême importance en astronomie. En effet, outre qu'il a servi à constater l'exactitude des idées émises par Roemer sur la transmission successive de la lumière, il a fourni une preuve directe de la réalité du mouvement de la terre autour du soleil. Si la terre était en repos, les mouvements annuels des étoiles, observés par Bradley, seraient tout à fait inexplicables ; tandis que leur explication est toute naturelle, dès qu'on admet que le mouvement du soleil n'est qu'une apparence due à ce que la terro se meut autour de cet astre.

Dans ce qui précède, nous n'avons parlé que du mouvement de translation de la terre autour du soleil, et nous n'avons rien dit du mouvement de rotation de la terre sur elle-même. La vitesse dont est animé un observateur, placé sur la terre, est cependant le résultat de l'existence simultanée de ces deux mouvements; on peut la regarder comme étant la résultante de deux vitesses composantes, dont l'une est la vitesse due au mouvement de translation de la terre, et l'autre est la vitesse due à son mouvement do rotation sur elle-même. Mais cette seconde vitesse composante est extrêmement petite par rapport à la première; à l'équateur de la terre, où elle est plus grande que partout ailleurs, elle n'est que les 0,015 de la vitesse avec laquelle le centre do la terre se meut autour du soleil. On peut donc ne pas tenir compte de la vitesse composante due à la rotation do la terro, et regarder la vitesse dont l'observateur est animé comme étant simplement la vitesse du centre de la terre; la modification quo la vitesse due à la rotation de la terre apporte au phénomène de l'aberration est trop faible pour qu'il y ait lieu de s'en préoccuper.

§ 172. **Nutation de l'axe de la terre.** — Après avoir découvert l'aberration, Bradley ne s'en tint pas là. Il continua à observer les distances zénithales des étoiles qui passaient dans le voisinage de son zénith, et bientôt il reconnut que l'aberration ne pouvait pas rendre complétement compte des déplacements qu'elles éprouvaient dans le ciel. En faisant la part de l'aberration, c'ést-à-dire en ramenant chaque étoile dans la position où il aurait dû la voir, si la

direction des rayons lumineux qui en venaient n'avait pas été modifiée par l'influence de la vitesse de la terre, il trouva que les diverses étoiles soumises à ses observations changeaient encore peu à peu de position dans le ciel ; mais ce changement de position n'était pas annuel, comme celui que devait produire le déplacement de la terre dans son mouvement autour du soleil. C'est ainsi, par exemple, qu'il vit l'étoile γ du Dragon s'avancer constamment vers le pôle boréal, depuis l'année 1727 jusqu'à l'année 1736; et à partir de cette dernière époque, l'étoile commença à se mouvoir en sens contraire, c'est-à-dire à s'éloigner du pôle boréal. Les autres étoiles qu'il observait également lui donnèrent des résultats analogues.

Bradley pensa que ces changements lents, dans la position des étoiles par rapport au pôle, changements qui concordaient tous ensemble, devaient tenir à ce que l'axe de la terre éprouvait une oscillation de part et d'autre de sa position moyenne, ou, suivant l'expression consacrée depuis, une *nutation*. Un pareil mouvement de l'axe de la terre devait, en effet, tantôt rapprocher, tantôt éloigner le pôle de certaines étoiles; et, par conséquent, ces étoiles devaient sembler elles-mêmes se rapprocher et s'éloigner alternativement du pôle. La demi-oscillation que Bradley avait observée, de 1727 à 1736, s'étant effectuée dans l'espace de 9 ans, il supposa que la nutation de l'axe de la terre était réglée sur le mouvement des *nœuds de la lune*, mouvement que nous ferons connaître plus tard, et qui s'effectue complétement en un peu plus de 18 ans. Il communiqua ses idées à l'astronome français Lemonnier, et le pria d'observer en même temps que lui la seconde moitié de la période de la nutation qu'il avait découverte. Ce que Bradley avait prédit arriva ; et, en 1745, Lemonnier et lui ne conservèrent plus aucun doute sur la réalité de la nutation qu'il avait soupçonnée.

La théorie de la gravitation universelle, venant en aide à l'observation, a fait connaître la cause et les lois de la nutation de l'axe de la terre. Voici en quoi consiste ce mouvement. Nous avons dit (§ 161) que l'axe de la terre TP, *fig.* 225 (page 298), ne reste pas toujours parallèle à lui-même, et qu'il se déplace lentement, en décrivant un cône de révolution autour de la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique; c'est ce qui constitue la précession des équinoxes. Mais les choses ne se passent pas tout à fait ainsi. L'axe de la terre TP, *fig.* 233, se meut sur la surface d'un petit cône à base elliptique T*mnm'n'*; et, en même temps, ce petit cône se déplace, de manière que son axe TO décrive un cône de révolution autour de la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique. C'est dans le mouvement du petit cône T*mnm'n'*, autour de la ligne TK, que

consiste la précession des équinoxes; et le mouvement de l'axe de la terre, sur la surface de ce petit cône, n'est autre chose que la nutation de cet axe. On voit, en effet, qu'en vertu de ce dernier mouvement, le pôle boréal de la sphère céleste se rapproche et s'éloigne alternativement des étoiles qui l'environnent.

La grand axe *mm'* de l'ellipse, qui sert de base au cône de nutation, est dirigé dans le plan qui passe par son axe TO et par la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique; son amplitude est de 19",3. Le petit axe de l'ellipse est de 14",4. On comprend, d'après cela, que les dimensions de la courbe *mnm'n'* ont été considérablement exagérées sur la *fig.* 233, puisque l'angle KTO est de 23°28', tandis que l'angle *m*T*m'* n'est que de 19",3. Le pôle P fait le tour de cette ellipse dans l'espace d'environ 18 ans $\frac{2}{3}$; il revient en *m* chaque fois que le nœud ascendant de la lune se trouve à l'équinoxe du printemps (voyez plus loin, au chapitre de la LUNE). Pour savoir, à une époque quelconque, quelle est la position du pôle sur l'ellipse, il faut imaginer un cercle décrit sur le grand axe *mm'* comme diamètre, et supposer qu'un point Z parcourt uniformément ce cercle, dans le sens de la flèche, de manière à revenir toujours en *m* aux époques auxquelles le pôle P doit s'y trouver: à un instant quelconque, le pôle P est toujours situé au point de rencontre de l'ellipse *mnm'n'* avec une perpendiculaire à son grand axe menée par la position qu'occupe le point Z à cet instant.

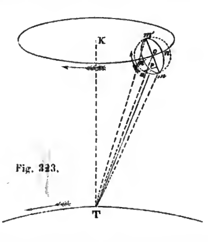


Fig. 233.

Il est aisé de voir que, par suite de la nutation de l'axe de la terre, le pôle boréal de la sphère céleste s'approche et s'éloigne alternativement du pôle de l'écliptique; l'obliquité de l'écliptique éprouve donc un changement de grandeur périodique: cette obliquité s'écarte de sa valeur moyenne, tantôt en moins, tantôt en plus, d'une quantité qui va jusqu'à 9",65. De même l'équinoxe du printemps n'a pas, à chaque instant, la position qu'il aurait sur l'écliptique, si le pôle P était au point O, au lieu d'être en un des points de la petite ellipse dont O est le centre; cet équinoxe est,

tantôt en avance, tantôt en retard sur la place qu'il occuperait en vertu de la précession seule : il oscille de part et d'autre de cette position moyenne, et est animé en conséquence d'une vitesse variable dans son mouvement rétrograde sur l'écliptique.

§ 173. **Parallaxe annuelle des étoiles.** — Malgré tous les soins que Bradley mit à faire ses observations, il ne put parvenir à reconnaître l'existence du mouvement annuel des étoiles qui faisait l'objet principal de ses recherches; c'est-à-dire du déplacement que les étoiles doivent éprouver en apparence dans le ciel, par suite du changement de position de la terre aux diverses époques d'une année (§ 167). Lorsque nous avons voulu nous rendre compte de la déviation apparente des rayons venus d'une étoile, produite par l'influence de la vitesse de translation de la terre, nous avons admis que l'étoile était tellement éloignée, que les lignes qui la joignent aux différentes positions de la terre pouvaient être regardées comme parallèles entre elles (§ 170); et c'est ainsi que nous avons reconnu qu'en vertu de l'aberration seule, chaque étoile devait sembler décrire annuellement une certaine ellipse sur la sphère céleste. Si la distance de l'étoile à la terre n'était pas aussi grande que nous l'avons supposé, et que par conséquent les lignes qui la joignent aux différentes positions que prend la terre, dans son mouvement autour du soleil, fussent notablement obliques les unes par rapport aux autres, le mouvement apparent de l'étoile serait plus complexe : il résulterait de la coexistence de ces deux effets, dont l'un est dû à l'influence de la vitesse de la terre sur la direction des rayons lumineux, et l'autre est dû au déplacement de la terre dans l'espace. Mais ces deux effets ont entre eux une différence essentielle que nous avons signalée. Celui qui est dû à la vitesse de la terre est indépendant de la distance à laquelle se trouve l'étoile. Le grand axe de l'ellipse que chaque étoile semble décrire, en vertu de l'aberration, est le même pour toutes les étoiles. Au contraire, l'effet produit par le déplacement de la terre dans l'espace dépend entièrement de la distance qui sépare l'étoile de la terre; le grand axe de l'ellipse que l'étoile semble décrire sur la sphère, par suite de ce déplacement de la terre, est d'autant plus petit que l'étoile est plus éloignée. On comprend donc que la coexistence de ces deux effets donnera lieu à des résultats très divers, suivant qu'il s'agira d'une étoile plus ou moins éloignée de la terre : tandis que l'ellipse d'aberration conservera les mêmes dimensions, l'ellipse due au déplacement de la terre sera plus ou moins grande, et aura par conséquent une influence plus ou moins marquée sur le mouvement apparent total de l'étoile.

Bradley n'ayant rien trouvé autre chose, dans le mouvement apparent annuel des étoiles qu'il a observées, que ce qui résultait directement du phénomène de l'aberration, on doit en conclure que, pour toutes ces étoiles, le mouvement annuel dû au déplacement de la terre était trop faible pour qu'il ait pu s'en apercevoir. Il n'était pas possible de tirer de là la conséquence que la terre ne se mouvait pas autour du soleil, car la découverte de l'aberration avait fourni une preuve positive de la réalité de ce mouvement ; tout ce qu'on pouvait dire, c'est que les étoiles observées par Bradley étaient tellement éloignées, que les dimensions de l'orbite de la terre étaient comme nulles, relativement à la distance qui la séparait de ces étoiles. De ce que Bradley n'avait pas trouvé ce qu'il cherchait, ce n'était pas une raison pour que d'autres ne le trouvassent pas, en observant d'autres étoiles.

§ 174. On comprend tout l'intérêt que devait inspirer aux astronomes la découverte, et surtout la mesure de ce mouvement annuel des étoiles dû au déplacement de la terre, quand on pense que, de la connaissance de ce mouvement, on peut déduire immédiatement celle des distances de ces astres à la terre L'angle SET, *fig.* 234, compris entre les lignes qui joignent une étoile E au soleil S et à la terre T, n'est autre chose que l'angle sous lequel, étant placé sur l'étoile, on verrait le rayon ST de l'orbite terrestre. Si nous faisons abstraction, comme nous l'avons déjà fait, du changement de grandeur de ce rayon ST avec la position de la terre sur son orbite,

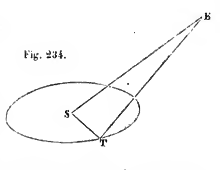


Fig. 234.

nous pouvons dire que la plus grande valeur de l'angle SET correspond au cas où l'angle STE est droit : cette plus grande valeur de l'angle SET est ce qu'on nomme la *parallaxe annuelle* de l'étoile E. Ainsi, la parallaxe annuelle d'une étoile, c'est l'angle sous lequel, étant placé sur l'étoile, on verrait de face le rayon de l'orbite de la terre. Si l'on se reporte à ce qui a été dit précédemment (§ 167), on verra que la parallaxe annuelle est précisément la moitié de l'angle sous-tendu par le grand axe de l'ellipse que l'étoile doit sembler décrire annuellement en vertu du déplacement de la terre autour du soleil. Il est clair, d'après cela, que, de la connaissance de ce mouvement annuel, pour une étoile en particulier, on peut

déduire immédiatement celle de la parallaxe annuelle de cette étoile, et par suite en conclure le rapport qui existe entre la distance de l'étoile au soleil et le rayon de l'orbite de la terre.

Pendant longtemps les efforts des astronomes furent infructueux pour déterminer la parallaxe annuelle des étoiles. Tout ce qu'on pouvait dire, d'après l'ensemble des observations entreprises pour y arriver, c'est que la parallaxe annuelle des étoiles observées ne dépassait pas 1″. Ce n'est qu'en 1838 que la science s'enrichit d'une première donnée positive sur ce sujet. Bessel, directeur de l'observatoire de Kœnigsberg, annonça à cette époque qu'il était parvenu à déterminer la parallaxe annuelle de l'une des étoiles de la constellation du Cygne, celle qui porte le nº 61 (voyez planche I, page 173). Nous allons voir en quoi consiste la marche qu'il a suivie.

§ 175. Nous avons dit (§ 167) qu'en vertu du déplacement de la terre dans l'espace, chaque étoile doit sembler décrire annuellement une certaine ellipse sur la sphère céleste; et nous avons observé ensuite que cette ellipse doit avoir des dimensions plus ou moins petites, suivant que l'étoile est plus ou moins éloignée de la terre. Il en résulte que, si une étoile se trouve à une distance de nous notablement moins grande que les étoiles que nous apercevons dans son voisinage, son mouvement elliptique annuel sera plus étendu que celui de ces autres étoiles; elle devra donc nous paraître alternativement se rapprocher et s'éloigner d'elles.

Il est extrêmement probable que les étoiles sont très diversement éloignées du soleil. Les recherches des astronomes ayant conduit à admettre que la parallaxe annuelle des étoiles les moins éloignées était au plus égale à 1″, on doit en conclure que, pour la plupart des étoiles, cette parallaxe annuelle est tellement faible qu'elle est tout à fait insensible aux observations; c'est-à-dire que le déplacement de la terre, dans son mouvement autour du soleil, ne donne lieu à aucun changement appréciable dans la position apparente de ces étoiles, qui par conséquent peuvent être regardées comme entièrement soustraites à cet effet du mouvement de la terre. S'il existe dans une région du ciel une étoile assez rapprochée de nous pour que sa parallaxe annuelle ne soit pas insensible, et si, en même temps, les autres étoiles de la même région, étant situées beaucoup plus loin que la première, n'éprouvent aucun changement de position par suite du déplacement de la terre, il est clair que le mouvement annuel apparent de la première étoile pourra être déterminé en la comparant aux étoiles qui sont dans son voisinage : ces dernières étoiles sont autant de points de repère fixes, qui serviront à

constater et à mesurer le changement de position de l'étoile dont la parallaxe n'est pas insensible.

C'est sur ces idées que Bessel s'est basé pour rechercher la parallaxe annuelle de la 61ᵉ du Cygne. Le mouvement propre de cette étoile, mouvement dont nous parlerons plus tard, lui ayant fait supposer qu'elle devait être une des étoiles les moins éloignées de la terre, il chercha à reconnaître si elle se déplaçait périodiquement, aux diverses époques de chaque année, par rapport aux étoiles qui l'environnent dans le ciel. A cet effet, il mesura successivement et un grand nombre de fois les distances angulaires qui la séparaient de deux étoiles voisines, éloignées d'elle, l'une d'environ 8′, et l'autre de près de 12′. On comprend avec quel soin ces mesures de distances angulaires devaient être effectuées, pour arriver à mettre en évidence un mouvement annuel qui avait échappé jusque-là à l'investigation des astronomes. Les lunettes ordinaires à réticules ne pouvaient pas être employées : un des fils d'un réticule, quelque fins qu'ils soient, aurait été capable de couvrir complétement la portion de la sphère céleste dans laquelle s'effectuait le mouvement annuel de l'étoile. Bessel se servit pour cela d'un instrument spécial, de l'héliomètre, que nous avons décrit précédemment (§ 122) à l'occasion de la mesure du diamètre apparent du soleil; la *fig.* 185 (page 229) représente l'instrument même à l'aide duquel il fit ses observations. Voici comment il opéra.

Après avoir dirigé l'instrument vers les deux étoiles dont il voulait mesurer la distance, et avoir fait tourner l'objectif autour de l'axe de la lunette, de manière à amener le plan de séparation des deux demi-lentilles à être parallèle à la ligne qui joignait les deux étoiles, il faisait glisser la demi-lentille mobile le long de ce plan de séparation : alors les images de chacune des deux étoiles se dédoublaient : la première de ces étoiles donnait lieu aux deux images *a*, *a′*, *fig.* 235, et la seconde produisait les deux images *b*, *b′*. En continuant à faire glisser la demi-lentille mobile à côté de l'autre, il voyait les images *a′*, *b′*, s'éloigner de plus en plus des images *a*, *b* ; et bientôt l'image mobile *a′* de la première étoile coïncidait avec l'image fixe *b* de la seconde. Il aurait pu s'arrêter là : la quantité dont la demi-lentille mobile avait été déplacée, pour amener les images *a′* et *b* à coïncider, c'est-à-dire pour faire parcourir à l'image *a′* la distance *ab* des deux images fixes, aurait fourni la mesure de cette distance *ab*. Mais, au lieu de cela, Bessel continuait à faire mouvoir la demi-lentille mobile,

a a′ b b′

Fig. 235.

a b a′ b′

Fig. 236.

jusqu'à ce que les images mobiles a', b', fussent placées au delà de a, b, *fig.* 236, de manière à former trois distances ab, ba', $a'b'$, égales entre elles; il est clair que, pour cela, la moitié mobile de l'objectif avait dû se déplacer du double de la quantité dont elle se serait déplacée, pour produire seulement la coïncidence des deux images a', b, et que le déplacement total de cette demi-lentille pouvait également servir à déterminer la distance ab des deux étoiles. Bessel jugeait à la simple vue de l'égalité des trois distances ab, ba', $a'b'$; il trouvait plus exact d'opérer ainsi que d'établir la coïncidence des deux images a', b.

Les observations nombreuses et extrêmement précises faites par Bessel, conformément à ce que nous venons de dire, lui manifestèrent d'une manière incontestable l'existence du mouvement annuel et périodique de la 61e du Cygne, dû au déplacement de la terre autour du soleil. A certaines époques de l'année, cette étoile se rapprochait constamment de l'une des deux étoiles auxquelles il la comparait, et en même temps elle s'éloignait de l'autre; six mois plus tard, elle se mouvait en sens contraire, par rapport à ces étoiles de comparaison. Après avoir discuté les divers résultats qu'il avait trouvés par l'observation, il fixa à 0″,35 la parallaxe annuelle de la 61e du Cygne. Des observations faites depuis, à l'observatoire de Poulkowa (près de Saint-Pétersbourg), ont pleinement confirmé le résultat trouvé par Bessel.

§ 176. Depuis la découverte de Bessel, d'autres astronomes ont encore déterminé les parallaxes annuelles de quelques étoiles; mais il n'y a guère que la parallaxe de Wéga, ou α de la Lyre, dont la valeur ait été obtenue avec un degré d'exactitude qui approche de celle relative à la 61e du Cygne. Cette parallaxe de Wéga, d'après les observations de MM. Struve et Peters (de Poulkowa), est de 0″,23.

Pour que la grandeur apparente d'une ligne droite, vue de face, se réduise à 0″,35, il faut que cette ligne soit à une distance de l'œil égale à 595 435 fois sa longueur. Or, la parallaxe annuelle de la 61e du Cygne n'est autre chose que la grandeur apparente du rayon de l'orbite de la terre, vu de face par un observateur qui serait placé sur l'étoile même : donc la distance de cette étoile au soleil est de plus de 595 000 fois la distance moyenne du soleil à la terre. Il est difficile de se faire une idée un peu nette d'une si énorme distance. Si on l'exprimait en lieues, on aurait un nombre considérable qui ne représenterait rien à l'esprit, parce qu'il sortirait trop des limites des nombres que nous rencontrons habituellement. Le meilleur moyen auquel nous puissions avoir recours,

pour apprécier à sa juste valeur cette grande distance du soleil à la 61ᵉ du Cygne, consiste à chercher le temps que la lumière met à la parcourir. La lumière, dont la vitesse est d'environ 77 000 lieues par seconde, emploie $8^m 18^s$ à venir du soleil à la terre; il lui faut plus de 9 ans pour parcourir la distance qui nous sépare de l'étoile dont il s'agit.

D'après la valeur qui a été assignée à la parallaxe annuelle de Wéga, sa distance au soleil est à la distance de la 61ᵉ du Cygne, dans le rapport de 3 à 2 : la lumière met environ 14 ans à nous venir de Wéga.

On comprend maintenant pourquoi nous avons dit (§ 73) que les considérations basées sur l'étude du mouvement diurne des étoiles étaient loin de pouvoir nous donner une idée de la distance qui nous sépare de ces astres. L'étude attentive des circonstances que présente le mouvement diurne en divers lieux de la terre montre bien que les dimensions du globe que nous habitons sont insensibles relativement à la distance qui existe entre lui et les étoiles. Mais les développements dans lesquels nous venons d'entrer nous font voir que l'orbite de la terre, dont le rayon est 24 000 fois plus grand que celui du globe lui-même, se trouve à très peu près dans le même cas; puisque le déplacement de la terre le long de cette orbite n'influe pas d'une manière appréciable sur la position apparente de la plus grande partie des étoiles, et que ce n'est que par l'emploi de moyens d'une précision extraordinaire qu'on a pu reconnaître l'influence extrêmement faible de ce déplacement sur un très petit nombre d'entre elles.

§ 177. **Résumé des notions acquises sur le mouvement de la terre.** — Avant de quitter le sujet qui vient de nous occuper, il ne sera pas inutile de résumer en peu de mots les divers résultats auxquels nous sommes parvenus, relativement au mouvement de la terre.

Le soleil est immobile dans l'espace; ou au moins nous le regardons comme tel, jusqu'à ce que des considérations que nous développerons plus tard nous montrent qu'il est probablement animé d'un mouvement de translation, dont nous n'avons pas encore pu reconnaître l'existence dans les phénomènes que nous avons étudiés.

La terre se meut autour du soleil, en décrivant chaque année une ellipse dont cet astre occupe un des foyers; elle parcourt son orbite elliptique conformément à la loi des aires. Le plan de cette orbite ne conserve pas une position invariable dans l'espace; il change peu à peu de direction, ce qui occasionne une diminution progres-

sive de l'obliquité de l'écliptique. Le grand axe de l'ellipse décrite par la terre change aussi insensiblement de direction, en tournant très lentement autour du soleil, dans le sens même du mouvement de la terre.

En même temps que la terre se meut autour du soleil, elle est animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, autour d'un axe incliné par rapport au plan de son orbite. Cet axe de rotation de la terre se transporte à peu près parallèlement à lui-même; en sorte que, pendant un certain temps, il peut être regardé comme étant toujours dirigé vers un même point du ciel. Cependant, ce parallélisme ne se conserve pas rigoureusement; l'axe de la terre est animé dans l'espace d'un double mouvement, qui change peu à peu sa direction. Il possède d'abord un mouvement moyen, en vertu duquel il tourne autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique, en faisant avec elle un angle qui resterait toujours le même, si le plan de l'écliptique ne changeait pas lui-même de direction dans l'espace. En outre, il oscille autour de la position moyenne qui résulte du mouvement précédent considéré seul, et décrit ainsi un petit cône elliptique, dont cette position moyenne est l'axe de figure.

Le mouvement de translation de la terre autour du soleil est la cause du mouvement annuel dont le soleil nous paraît animé. Il occasionne un mouvement apparent annuel de chaque étoile, mouvement dont l'amplitude est d'autant plus petite que l'étoile est plus éloignée; la grande distance à laquelle se trouvent les étoiles fait que, pour la plupart d'entre elles, ce mouvement est trop faible pour être sensible aux observations, et que l'on n'a pu en constater l'existence que dans un très petit nombre de cas. La vitesse dont la terre est animée, dans son mouvement autour du soleil, fait paraître les astres dans une direction un peu différente de celle dans laquelle ils se trouvent réellement, et occasionne ainsi le mouvement apparent des étoiles, que nous avons désigné sous le nom d'*aberration*.

La rotation de la terre sur elle-même donne lieu aux apparences du mouvement diurne du ciel ; c'est elle qui produit la succession des jours et des nuits en chaque lieu. Le changement de position de l'axe de rotation, par rapport au soleil, détermine les diverses circonstances qui constituent les saisons.

MESURE DU TEMPS PAR LE MOUVEMENT DU SOLEIL.

§ 178. **Temps solaire.** — Nous avons déjà donné (§ 126) une

première indication de l'emploi du mouvement du soleil pour mesurer le temps. Nous avons dit que le temps compris entre deux passages successifs du soleil au méridien est ce qu'on nomme un *jour solaire*. Ce jour se divise, comme le jour sidéral, en 24 heures ; l'heure se subdivise en 60 minutes, et la minute en 60 secondes : le temps, évalué au moyen du jour solaire et de ses subdivisions, se nomme *temps solaire*.

Les astronomes font habituellement commencer le jour solaire à l'instant même du passage du soleil au méridien, c'est-à-dire à *midi*, et le terminent au passage suivant ; ils comptent les heures d'une manière continue, du commencement à la fin, c'est-à-dire de 0 à 24. Mais, pour les usages ordinaires de la vie, il est plus commode de ne pas faire commencer le jour à midi. On le fait partir de l'instant qui est également éloigné de deux midis consécutifs, instant auquel on donne le nom de *minuit*. On compte d'ailleurs les heures de 0 à 12, de minuit à midi ; puis on recommence à les compter de 0 à 12, de midi au minuit suivant. Et, pour distinguer les heures relatives à la première période de celles de la seconde, on désigne ces deux périodes du jour sous les noms de *matin* pour la première, et de *soir* pour la seconde. Le jour commençant ainsi à minuit, et se composant de deux périodes successives de chacune 12 heures, se nomme *jour civil ;* on donne par opposition le nom de *jour astronomique* au jour tel que l'emploient les astronomes, c'est-à-dire au jour qui commence à midi, et dans lequel on compte les heures d'une manière continue, de 0 à 24.

Les horloges réglées sur le temps solaire sont ordinairement construites de manière que l'aiguille des heures fait le tour du cadran dans l'espace de 12 heures. Le cadran est divisé en 12 parties égales, dont chacune correspond à une heure. L'aiguille doit coïncider avec le point du cadran qui sert d'origine à la graduation, chaque fois que le centre du soleil traverse le méridien du lieu. Par ce moyen, l'aiguille fait tous les jours un tour entier depuis minuit jusqu'à midi, puis un second tour de midi au minuit suivant : elle marque donc successivement les heures du matin et celles du soir.

Il est à peine nécessaire d'ajouter que les horloges, réglées sur le temps solaire, en différents lieux, ne marquent pas toutes la même heure à un même instant. Le soleil traversant successivement les méridiens de ces divers lieux, le jour civil ou astronomique ne commence pas partout en même temps. L'avance ou le retard de l'heure solaire d'un lieu, sur l'heure solaire correspondante d'un autre lieu, dépend de la différence de longitude de ces deux lieux,

et est liée d'une manière très simple à cette différence de longitude. En effet, le cercle horaire du soleil employant 24 heures solaires à faire le tour entier de l'axe du monde, il lui faut une heure solaire pour tourner d'un angle de 15°, une minute pour tourner d'un angle de 15′, une seconde pour tourner d'un angle de 15″. D'après cela, il sera facile de voir combien de temps le cercle horaire du soleil met à aller du méridien d'un lieu au méridien d'un autre lieu, lorsqu'on connaîtra la différence de longitude de ces deux lieux; et ce temps sera précisément l'avance ou le retard du temps solaire de l'un des deux lieux sur l'autre. Ainsi, la longitude de Brest étant de 6° 49′ 42″ à l'ouest du méridien de Paris, les horloges réglées sur le temps solaire de Brest doivent être en retard de 27^m 18^s,8 sur celles de Paris; de même, la longitude de Strasbourg étant de 5° 24′ 54″ à l'est du méridien de Paris, les horloges de Strasbourg doivent être en avance de 21^m 39^s,6 sur celles de Paris.

Lorsque nous avons fait connaître le principe de la mesure des longitudes géographiques (§ 97), nous avons basé cette mesure sur l'observation du temps sidéral compris entre les passages d'une même étoile dans les méridiens des deux lieux dont on veut trouver la différence de longitude. Il est clair qu'on peut également arriver au résultat, en cherchant le temps solaire compris entre les passages du centre du soleil dans ces deux méridiens. Or, ce temps n'est autre chose que la différence des heures marquées simultanément par deux horloges réglées sur les temps solaires des deux lieux dont il s'agit : on n'aura donc qu'à comparer les marches de ces deux horloges, en employant un des moyens indiqués (§ 97), pour trouver la différence de longitude qu'on veut obtenir.

§ 179. Pour régler une horloge sur le temps solaire, il faut faire en sorte qu'elle marque 0^h 0^m 0^s à l'instant précis où le centre du soleil passe au méridien du lieu où l'horloge se trouve. Pour cela, on peut employer plusieurs moyens que nous allons indiquer.

Lorsqu'on a une lunette méridienne à sa disposition (§ 80), il suffit d'observer successivement les passages des deux bords du soleil, à l'aide de cette lunette, pour en conclure avec une grande exactitude l'instant auquel le centre de l'astre a traversé le méridien du lieu ; si l'horloge que l'on veut régler ne marque pas 0^h 0^m 0^s à cet instant, on saura de combien elle avance ou elle retarde, et l'on pourra la remettre à l'heure. Ce moyen réunit le double avantage d'être très simple, et de fournir la plus grande précision que l'on puisse atteindre ; mais il ne peut évidemment être employé que dans un très petit nombre de cas.

Un gnomon (§§ 119 et 120) permettant également d'observer

l'instant du passage du soleil au méridien, on peut s'en servir de la même manière que de la lunette méridienne, pour régler une horloge; mais il n'est pas possible d'arriver ainsi à une aussi grande précision. Les cadrans solaires, qui sont de véritables gnomons, sont construits dans ce but; mais, par une disposition spéciale que nous expliquerons bientôt, ils ne font pas seulement connaître l'instant où il est midi : ils indiquent, en outre, à un instant quelconque de la journée, l'heure que doit marquer une horloge réglée sur le temps solaire, et peuvent par conséquent remplacer une pareille horloge.

En vertu du mouvement diurne, le soleil, après son lever, monte d'abord de plus en plus au-dessus de l'horizon, jusqu'à midi; puis sa hauteur diminue progressivement, jusqu'à son coucher. La symétrie que présente ce mouvement apparent diurne du soleil, par rapport au méridien du lieu, fait que les instants auxquels il se trouve à une même hauteur au-dessus de l'horizon, avant et après midi, sont également éloignés de midi. Si donc on mesure la hauteur du soleil au-dessus de l'horizon à un instant quelconque, avant midi, puis qu'après midi on attende l'instant auquel la hauteur du soleil redevient égale à celle que l'on avait trouvée d'abord, la comparaison des heures marquées par l'horloge, à ces deux instants, fera voir de combien elle avance ou elle retarde sur le temps solaire. Le changement de la déclinaison du soleil, dans l'intervalle des deux observations, les réfractions inégales que les rayons solaires peuvent éprouver de la part de l'atmosphère, en raison des variations de température et de pression, sont autant de causes qui tendent à rendre inexact le résultat qu'on obtient ainsi. Il existe des moyens de se mettre à l'abri de ces causes d'erreur; mais ce serait sortir du cadre de cet ouvrage que d'entrer dans plus de détails à ce sujet : nous nous contenterons d'avoir fait connaître le principe de la méthode, qui porte le nom de *méthode des hauteurs correspondantes*.

La mesure d'une seule hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, effectuée à un instant quelconque de la journée, suffit pour faire connaître l'heure que doit marquer à cet instant une horloge réglée sur le temps solaire, si l'on connaît la latitude géographique du lieu où l'on est placé. Soient en effet S, *fig.* 237, la position du centre du soleil sur la sphère céleste, à l'instant que l'on considère, Z le zénith du lieu, et P le pôle. La distance zénithale PZ du pôle est le complément de la latitude du lieu (§ 96); cette distance zénithale est donc connue. En outre, la distance SP du soleil au pôle est fournie par la *Connaissance des temps*, qui donne la valeur de son complé-

ment SA, ou de la déclinaison du soleil pour une époque quelconque, et par conséquent pour l'époque particulière à laquelle se fait l'observation. Enfin, la distance SZ du soleil au zénith résulte, soit de la mesure qu'on en fait directement, soit de la mesure de la hauteur SB du soleil au-dessus de l'horizon, hauteur qui en est le complément. La connaissance des trois côtés du triangle sphérique SPZ fait qu'on peut en conclure, par un calcul trigonométrique, l'angle ZPS compris entre le cercle de déclinaison PS du soleil, et le méridien PZ. Cet angle ZPS est précisément l'angle dont le

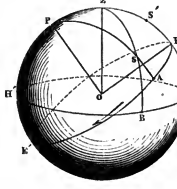


Fig. 237.

cercle de déclinaison du soleil a tourné autour de l'axe du monde, depuis l'instant où le centre de l'astre a traversé le méridien : dès qu'on le connaît, on en déduit immédiatement le temps qui s'est écoulé depuis ce passage, jusqu'à l'instant où l'observation a été faite, c'est-à-dire l'heure que doit marquer à ce dernier instant une horloge réglée sur le temps solaire ; car le cercle de déclinaison du soleil emploie 24 heures solaires à tourner de 360 degrés, et par conséquent il lui faut une heure solaire pour décrire un angle de 15 degrés, une minute de temps solaire pour décrire un angle de 15 minutes, une seconde de temps solaire pour décrire un angle de 15 secondes. L'angle ZPS est souvent désigné sous le nom d'*angle horaire* du soleil ; cette expression trouve naturellement son explication dans ce qui précède. De même on donne souvent le nom de *plan horaire* du soleil au plan de son cercle de déclinaison PS. Il est clair que la distance zénithale SZ du soleil, dont on se sert pour faire le calcul de l'angle horaire SPZ, doit être celle que l'on obtiendrait si l'atmosphère ne réfractait pas les rayons lumineux, et si l'on était placé au centre de la terre, au lieu d'être en un point de sa surface : on doit donc appliquer à la distance zénithale du soleil, telle que l'observation la donne, les corrections relatives, d'une part, à la réfraction atmosphérique (§ 58), d'une autre part, à la parallaxe (§ 149).

Pour pouvoir employer cette dernière méthode, qui suppose connue la latitude du lieu où l'on se trouve, il suffit d'avoir fait une première observation du soleil vers midi, afin de déterminer cette

latitude. A cet effet on observe la hauteur du soleil au-dessus do l'horizon, lorsqu'on pense que l'astre est peu éloigné du méridien, et l'on continue cette observation jusqu'à ce que la hauteur du soleil cesse d'augmenter. Le complément de la hauteur maximum S'H ainsi obtenue, sera la distance zénithale S'Z du soleil, à l'instant de son passago au méridien : si à cette distance S'Z on ajoute la déclinaison S'E du soleil, fonrnie par la *Connaissance des temps*, pour l'époque de l'observation, on aura la distance ZE du zénith à l'équateur, quantité qui est précisément la latitude du lieu. La latitudo étant déterminée de cette manière, on sera en mesure de régler son horloge sur le temps solaire, conformément à ce que nous avons dit, au moyen d'une autre observation du soleil, faite après que l'astre se sera convenablemont éloigné du méridien.

§ 180. Les deux dernières méthodes que nous venons d'indiquer, pour régler une horloge sur le temps solaire, nécessitent la mesuro de la hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, ou, ce qui revient au même, la mesure de sa distanco zénithale, qui en est le complément. Cette mesure peut s'effectuer, soit au moyen du cercle répétiteur ou du théodolite, soit au moyen du sextant.

Nous avons vu comment on effectue la mesure d'une distance zénithale au moyen du cercle répétiteur (§§ 41 à 44), en appliquant le principe de la répétition des angles; nous avons vu aussi que le théodolite peut être employé exactement de la même manière (§ 46). Mais il se présente une difficulté, quand, au lieu de chercher la distance zénithale d'un point qui reste immobile, on veut déterminer celle d'un astre, qui se déplace constamment et assez rapidement, en vertu du mouvement diurno. D'après la méthode indiquée pour effectuer cette mesure, on doit observer au moins deux fois l'astre dont il s'agit; on l'observe deux, quatre, six,... fois, suivant qu'on veut avoir un angle deux, quatre, six,... fois plus grand que la distance zénithale que l'on cherche. L'astre étant en mouvement, sa distance zénithale a une valeur particulière à l'instant de chacune de ces observations successives, et cette valour change d'une observation à une autre; l'angle obtenu à la fin de l'opération, au lieu d'être le double, le quadruple, le sextuple,... d'une même distance zénithale, est donc la somme de deux, quatre, six,... distances zénithales différentes. On se demande alors ce que peut être le résultat qu'on obtient en traitant cet angle total comme s'il était réellement le multiple d'une même distance zénithale. Voici comment on lève cette difficulté. On admet que, pendant la durée de l'opération, la distanco zénithale varie proportionnellement au temps; et en conséquence, après avoir opéré exactement de même que si l'astre

était immobile, en ayant soin cependant de noter l'heure marquée par un chronomètre lors de chacune des observations partielles, on prend la moyenne des temps ainsi obtenus, et l'on regarde la distance zénithale trouvée comme étant celle de l'astre à l'instant qui correspond à cette moyenne. Dans la plupart des cas, cette méthode approximative est d'une exactitude suffisante pour déterminer l'heure par la mesure de la distance zénithale du soleil, surtout si l'on croit pouvoir se contenter de deux observations partielles de l'astre, ce qui suffit en effet presque toujours. Si l'on voulait pousser l'exactitude plus loin, il faudrait avoir recours à des moyens de calcul que nous ne pouvons indiquer ici. Bien entendu que, pour déterminer la distance zénithale du soleil, à l'aide du cercle répétiteur ou du théodolite, on opère en visant, soit le point le plus haut, soit le point le plus bas de son disque; et quand on a obtenu la distance zénithale du point qui a été visé, on en déduit sans peine celle du centre du soleil, en ajoutant ou retranchant la moitié du diamètre apparent de l'astre, diamètre dont la valeur est fournie par la *Connaissance des temps* pour l'époque de l'observation.

Pour mesurer la hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, en se servant du sextant (§ 48), on peut employer deux moyens. Le premier consiste à observer l'astre directement et par réflexion sur un horizon artificiel, sur la surface d'une masse de mercure immobile, par exemple; en mesurant l'angle compris entre le bord inférieur du disque du soleil et l'image de ce bord produite par réflexion sur la surface du mercure, on trouve ainsi le double de la hauteur du bord inférieur du soleil au-dessus de l'horizon : la moitié de cet angle, augmentée de la moitié du diamètre apparent de l'astre, donne la hauteur de son centre au-dessus de l'horizon. Le second moyen, que l'on ne peut employer que lorsqu'on est sur la mer ou dans son voisinage, consiste à mesurer la distance du bord inférieur du disque du soleil à la limite apparente de la surface de la mer, en tenant le sextant dans un plan vertical. Si le rayon visuel, dirigé vers cette limite apparente de la surface de la mer, était horizontal, on aurait bien ainsi la hauteur du bord du soleil au-dessus de l'horizon, et par suite la hauteur de son centre. Mais il n'en est pas ainsi : ce rayon visuel étant une tangente AB, *fig*. 238, à la surface arrondie de la mer, menée par l'œil A de l'observateur,

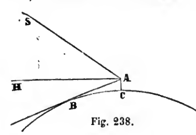


Fig. 238.

sa direction est nécessairement abaissée d'une certaine quantité au-dessous de l'horizon AH. On doit donc diminuer la distance angulaire SAB du bord du soleil au bord de la mer, de l'angle BAH, pour avoir la hauteur du bord du soleil au-dessus do l'horizon. L'angle BAH, qu'on nomme la *dépression de l'horizon*, est plus ou moins grand, suivant que la hauteur AC de l'œil de l'observateur, au-dessus de la surface de la mer, a telle ou telle valeur; on peut en faire le calcul facilement, pour chaque valeur de la hauteur AC, d'après la connaissance qu'on a du rayon de la surface sphérique avec laquelle la surface de la mer se confond sensiblement. Le tableau suivant donnera une idée do la grandeur de la dépression que l'on obtient ainsi.

HAUTEUR AC au-dessus de la surface de la mer.	DÉPRESSION de l'horizon, BAH.	HAUTEUR AC au-dessus de la surface de la mer.	DÉPRESSION de l'horizon, BAH.
1m	1' 56"	20m	8' 36"
3	3 20	30	10 34
10	6 6	40	12 12

§ 181. **Cadrans solaires.** — Les cadrans solaires sont des gnomons destinés à faire connaître, à un instant quelconque de la journée, l'heure quo doit marquer uno horloge réglée sur le temps solaire, et pouvant par conséquent tenir lieu d'une pareille horloge. On donne à ces instruments des formes très diverses; mais leur construction repose sur un même principe, que nous allons faire connaître.

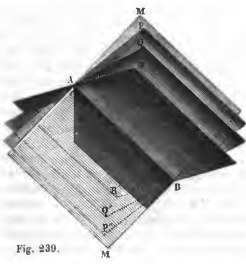


Fig. 239.

Imaginons qu'une ligne droite AB, *fig.* 239, ait été tracée dans la direction de l'axe du monde; qu'on

ait fait passer par cette ligne droite un plan vertical MM′, qui ne sera autre chose que le plan méridien ; puis qu'on ait mené également par cette ligne AB, une série d'autres plans PP′, QQ′, RR′, tels que l'angle de MM′ avec PP′ soit de 15 degrés, que l'angle de PP′ avec QQ′ soit aussi de 15 degrés, que l'angle de QQ′ avec RR′ soit encore de 15 degrés, et ainsi de suite. En faisant passer par la ligne AB tous les plans que l'on pourra mener, de manière à satisfaire à la condition qui vient d'être énoncée, on finira par avoir en tout douze plans, ou bien encore vingt-quatre demi-plans, disposés régulièrement tout autour de la ligne AB, et divisant en vingt-quatre parties égales les 360 degrés qu'un quelconque de ces plans décrirait, s'il tournait de manière à faire un tour entier autour de cette ligne.

Le mouvement diurne du soleil peut être regardé comme s'effectuant autour de la ligne AB, en raison du peu de distance qui existe entre cette ligne et l'axe de rotation de la terre, eu égard à la distance de la terre au soleil. A midi, le soleil se trouve dans le plan méridien MM′. De midi à une heure, son cercle de déclinaison tourne de 15 degrés autour de la ligne AA′; ce cercle de déclinaison vient donc se placer à une heure dans le plan PP′. D'une heure à deux heures, le cercle de déclinaison du soleil tourne encore de 15 degrés autour de AA′; en sorte qu'à deux heures, il se place dans le plan QQ′.

En continuant de cette manière, on verra que le centre du soleil traverse successivement chacun des plans MM′, PP′, QQ′, RR′..., aux instants auxquels commencent les diverses heures dont se compose le jour solaire. L'observation du passage du centre du soleil dans le plan méridien MM′ fait connaître l'instant auquel il est midi : une observation analogue, faite pour chacun des plans PP′, QQ′, RR′..., fera donc connaître de même les instants auxquels il est une heure, deux heures, trois heures, etc.

Pour que l'observation de chacun de ces passages du soleil, dans les divers plans MM′, PP′, QQ′, RR′..., puisse se faire facilement, il suffit qu'on ait placé une tige matérielle et assez mince suivant la direction AB, et qu'on ait tracé, sur la surface d'un corps situé près de cette tige, les lignes d'intersection de cette surface avec les plans MM′, PP′, QQ′, RR′.... Au moment où le centre du soleil viendra traverser le plan PP′, par exemple, l'ombre de la tige AB se projettera évidemment sur la surface dont il s'agit, de manière à coïncider avec la ligne d'intersection de cette surface avec le plan PP′; les coïncidences successives de l'ombre de la tige AB, avec les lignes d'intersection correspondant aux divers plans MM′, PP′,

QQ'..., feront donc connaître les instants auxquels commencent les diverses heures de la journée.

On voit par là qu'un cadran solaire n'est autre chose qu'un gnomon (§ 119) dont le style est dirigé suivant l'axe du monde. Le plus ordinairement c'est sur la face verticale d'un mur, exposé de manière à être éclairé par le soleil, que l'on reçoit l'ombre du style, et que l'on trace par conséquent les lignes horaires avec lesquelles cette ombre doit venir coïncider successivement ; le style est installé d'une manière invariable, en avant de ce mur, dans la position d'après laquelle les lignes horaires ont été déterminées, *fig.* 240. Mais on peut construire un cadran solaire sur une surface plane quelconque, verticale, horizontale, ou inclinée, et même sur une surface courbe, de telle forme et de telle position qu'on voudra ; la seule condition qu'une surface doive remplir pour qu'on puisse y construire un cadran solaire, c'est qu'elle reçoive les rayons du soleil pendant une portion de la journée. Dans le cas où le cadran solaire est tracé sur une surface plane, il est clair que les lignes horaires sont des lignes droites, partant toutes du point où la surface du cadran est percée par la direction du style.

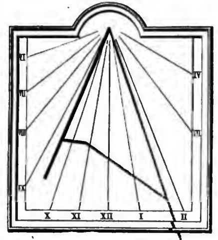


Fig. 240.

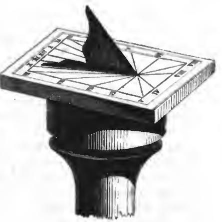


Fig. 241.

Souvent, dans les cadrans solaires de petites dimensions, le style est remplacé par une plaque métallique terminée par un bord rec-

tiligne qui est dirigé suivant l'axe du monde, *fig.* 241 : dans ce cas, au lieu d'observer l'ombre de la tige qui forme habituellement le style, on observe le bord rectiligne de l'ombre de la plaque qui a été substituée à cette tige.

On apporte aussi quelquefois aux cadrans solaires une modification, que nous avons déjà fait connaître, en parlant du gnomon en général (§ 120). Cette modification consiste à remplacer le style par une plaque percée d'un petit trou, et placée de manière que ce trou soit situé sur la direction même du style auquel la plaque est substituée. La plaque percée produit une ombre sur la surface du cadran, et les rayons solaires qui traversent le trou dont elle est munie viennent éclairer un petit espace au milieu de cette ombre ; on observe la marche de ce petit espace éclairé à travers les lignes horaires, de la même manière qu'on aurait observé la marche de l'ombre qu'aurait produite le style, s'il n'avait pas été supprimé. Dans ce cas, le style est représenté par la ligne droite que l'on imagine menée par le centre de l'ouverture de la plaque, parallèlement à l'axe du monde ; c'est au point où cette ligne droite perce la surface du cadran, que doivent concourir les diverses lignes horaires.

Dans l'explication du principe sur lequel repose la construction d'un cadran solaire, nous avons donné seulement le moyen de tracer les lignes qui correspondent aux commencements des diverses heures de la journée, c'est-à-dire ce qu'on nomme les lignes des heures. Il n'y a pas plus de difficulté à tracer les lignes des demi-heures, celles des quarts d'heure, ou celles qui correspondent à toute autre subdivision de l'heure. Il suffira d'intercaler entre les divers plans MM', PP', QQ'..., dont nous avons parlé, d'autres plans, qui divisent les angles de 15 degrés formés par ces premiers plans, de la même manière qu'on veut subdiviser chaque heure ; les intersections de ces nouveaux plans avec la surface du cadran solaire, seront les lignes correspondant à ces subdivisions de l'heure.

§ 182. **Temps moyen**. — Nous avons déjà dit (§ 126) que la durée du jour solaire n'est pas toujours la même. Le jour solaire est plus grand que le jour sidéral, à cause de l'accroissement continuel de l'ascension droite du soleil ; mais cet accroissement d'ascension droite se produit, tantôt plus vite, tantôt plus lentement, et l'excès du jour solaire sur le jour sidéral varie en conséquence.

Maintenant que nous connaissons les lois du mouvement du soleil, il nous est facile de nous rendre compte des causes de cette inégalité, dans la vitesse avec laquelle l'ascension droite de l'astre s'accroît, causes qui déterminent en définitive l'inégalité de durée des jours solaires. D'une part, nous savons que, le soleil parcourant son

orbite elliptique apparente conformément à la loi des aires (§ 147), son mouvement angulaire autour de la terre est plus ou moins rapide, suivant qu'il est plus ou moins rapproché d'elle; la vitesse du soleil sur l'écliptique ABCD, *fig.* 242, est donc variable d'une époque à une autre de l'année, et l'on comprend que cette circonstance seule doit donner lieu à des variations correspondantes, dans la vitesse avec laquelle l'ascension droite de l'astre augmente. D'une autre part, l'obliquité de l'écliptique sur l'équateur fait que, lors même que le soleil parcourrait uniformément le grand cercle de l'écliptique, son ascension droite ne varierait pas de quantités égales en temps égaux. Supposons en effet que le soleil emploie le même temps à parcourir, sur l'écliptique, les deux arcs égaux AA′, B′B, pris, l'un vers l'équinoxe du printemps, l'autre vers le solstice d'été; son ascension droite s'accroîtra de AM dans le premier cas, et de NE dans le second cas. Mais le triangle AMA′, qui est rectangle en M, pouvant être regardé comme un triangle rectiligne, à cause de la petitesse de ses côtés, on voit que AA′ est plus grand que AM; d'un autre côté, l'arc B′B, qui est sensiblement parallèle à l'équateur, et qui mesure l'écartement des deux cercles de déclinaison PN, PE, près du point B, est plus petit que l'arc d'équateur NE compris entre ces deux mêmes cercles : les accroissements AM, NE, de l'ascension droite du soleil, correspondant aux temps égaux pendant lesquels il décrit les arcs AA′, B′B sur l'écliptique, sont donc inégaux.

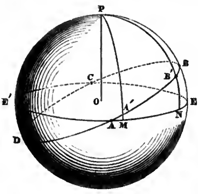


Fig. 242.

Ainsi l'excentricité de l'orbite elliptique du soleil, qui lui fait parcourir le grand cercle de l'écliptique avec une vitesse variable, et l'obliquité de l'écliptique sur l'équateur, sont les deux causes premières de l'inégalité de durée des jours solaires. Si ces deux causes disparaissaient, c'est-à-dire si l'excentricité de l'orbite apparente du soleil devenait nulle, auquel cas il parcourrait uniformément l'écliptique, et si, en outre, le plan de l'écliptique coïncidait avec l'équateur, les jours solaires deviendraient tous égaux entre eux, chacun d'eux surpasserait le jour sidéral d'une même quantité.

§ 183. Le jour solaire ayant une durée variable d'une époque à une autre, on ne pourrait pas prendre cette durée pour unité, dans une mesure précise du temps. Cependant, pour ne pas perdre le grand avantage qu'il y avait à régler la mesure du temps sur le mouvement apparent du soleil, on a pris pour unité le *jour moyen*, c'est-à-dire la durée moyenne du jour solaire (§ 126). Cette unité étant adoptée, on peut bien s'en servir pour indiquer la durée d'un phénomène quelconque ; mais cela ne suffit pas. Il faut encore que le temps, à mesure qu'il s'écoule, puisse être regardé comme étant la succession d'une série de jours moyens, dont chacun commence à l'instant où finit celui qui le précède ; de telle manière que, lorsqu'un phénomène arrive, on puisse dire dans lequel de ces jours moyens successifs on l'observe, et combien de temps après le commencement de ce jour. Lorsqu'on se base sur le mouvement diurne de la sphère céleste pour mesurer le temps, on ne se contente pas de dire que l'on prend le jour sidéral pour unité ; on imagine en outre que les jours sidéraux se succèdent, en commençant chacun à l'instant précis où l'équinoxe du printemps traverse le méridien du lieu. Si l'on règle la mesure du temps sur le mouvement du soleil, en ne tenant pas compte de ce que les jours solaires sont inégaux, non-seulement on dit que l'on prend le jour solaire pour unité de temps, mais encore on fixe le commencement de chaque jour à midi ou à minuit, suivant qu'il s'agit du temps astronomique ou du temps civil. La même chose doit se retrouver dans la mesure du temps à l'aide du jour moyen pris pour unité ; il faut que l'on définisse l'instant à partir duquel chaque jour moyen doit commencer. Voici quel est l'usage suivi pour cela d'un commun accord par les astronomes.

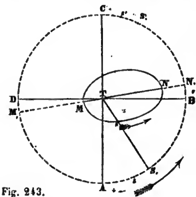


Fig. 243.

Le soleil décrit annuellement son orbite elliptique apparente MN, *fig.* 243, conformément à la loi des aires ; et, si à chaque instant on le reporte par la pensée de S en S,, sur la surface de la sphère céleste dont le centre est occupé par la terre T, on voit qu'il parcourt l'écliptique ABCD avec une vitesse variable, ainsi que nous l'avons déjà dit. C'est lorsque le soleil se trouve à son périgée M, et par conséquent lorsqu'il paraît au

point M_1 de l'écliptique, que sa vitesse sur ce grand cercle est la plus grande; elle diminue progressivement jusqu'à ce qu'il soit au point N_1, qui correspond à l'apogée N, puis elle augmente de nouveau de N_1 en M_1, de manière à redevenir égale à ce qu'elle était d'abord. Imaginons qu'un soleil fictif *s* parcoure l'écliptique d'un mouvement uniforme, dans le même sens que le soleil S_1, de manière à passer toujours au point M_1 en même temps que le soleil vrai S_1. Il est clair que ce soleil fictif passera aussi au point N_1 en même temps que le soleil vrai; car, en vertu de la loi des aires (§ 147), le soleil S emploie à parcourir la demi-ellipse MSN précisément la moitié du temps qu'il met à faire le tour entier de son orbite : il est donc arrivé en N, et par conséquent paraît en N_1 sur la sphère céleste, à l'instant où le soleil fictif *s* a parcouru la moitié M_1AN_1 de l'écliptique. Mais ce n'est qu'en ces deux points M_1, N_1, que le soleil vrai S, et le soleil fictif *s* sont en coïncidence sur la sphère céleste. A l'instant où les deux soleils passent ensemble au point M_1, le soleil vrai est animé de sa plus grande vitesse, et par conséquent il marche plus vite que le soleil fictif, qui n'est animé que de la vitesse moyenne du soleil vrai : ce dernier prend donc de l'avance sur le soleil fictif, et cette avance augmente de plus en plus, tant que la vitesse du soleil vrai, tout en diminuant progressivement, reste encore plus grande que celle du soleil fictif. Lorsque la vitesse du soleil vrai est devenue égale à celle du soleil fictif, ils marchent en restant pendant quelques instants à une même distance l'un de l'autre; mais, la vitesse du soleil vrai diminuant constamment, le soleil fictif se rapproche de plus en plus de lui, et il finit par le rejoindre à l'instant où il arrive au point N_1. A partir de là, les choses se passent d'une manière analogue, mais en sens inverse. Le soleil fictif ayant en N_1 une vitesse plus grande que celle du soleil vrai, celui-ci reste en arrière, et leur distance s'accroît constamment, tant que la vitesse du soleil vrai n'est pas redevenue égale à celle du soleil fictif; lorsque cette égalité de vitesse s'établit, les deux soleils marchent pendant quelques instants sans que leur distance change; ensuite le soleil vrai, dont la vitesse augmente toujours, regagne peu à peu du terrain, et en se rapprochant progressivement du soleil fictif, il l'atteint à l'instant où il arrive au point M_1. Ainsi le soleil fictif est constamment en retard sur le soleil vrai, pendant tout le temps que celui-ci met à aller du périgée à l'apogée; il est au contraire constamment en avance sur le soleil vrai, depuis l'apogée jusqu'au périgée.

Cela posé, imaginons encore qu'un second soleil fictif S_{11},

fig. 244, se meuve uniformément sur l'équateur EE', avec la vitesse dont le premier soleil fictif *s* est animé sur l'écliptique ABCD, et que ce second soleil fictif parte de l'équinoxe A, à l'instant même où le premier y passe. A chaque instant ces deux soleils fictifs *s*, $S_{\prime\prime\prime}$, se trouveront dans des positions telles, que les arcs A*s*, $AS_{\prime\prime\prime}$ soient égaux ; ces deux soleils, partis ensemble de l'équinoxe de printemps A, passeront ensemble à l'équinoxe d'automne C, et reviendront ensemble à l'équinoxe de printemps.

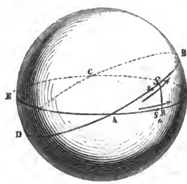


Fig. 244.

C'est le second soleil fictif $S_{\prime\prime\prime}$, qui, par ses passages successifs au méridien, détermine la succession des jours moyens ; aussi désigne-t-on habituellement ce second soleil fictif sous le nom de *soleil moyen*

Il est aisé de voir que les jours déterminés par les retours successifs du soleil moyen au méridien sont tous égaux entre eux, car les deux causes d'inégalité des jours solaires, que nous avons signalées (§ 182), ont disparu dans le mouvement de ce soleil moyen : il parcourt l'équateur, au lieu de parcourir l'écliptique, et il se meut uniformément sur ce grand cercle. D'un autre côté, la durée du jour ainsi obtenue est bien égale à la moyenne des durées d'un grand nombre de jours vrais ; car, si l'on prend un intervalle de temps quelconque, comprenant un nombre entier de révolutions apparentes du soleil sur son orbite elliptique, le soleil moyen et le soleil vrai auront fait pendant ce temps le même nombre de fois le tour de la sphère céleste, l'un sur l'équateur, l'autre sur l'écliptique : ils auront donc aussi passé le même nombre de fois dans le méridien du lieu, ce qui indique bien que le temps compris entre deux retours successifs du soleil moyen au méridien est la valeur moyenne du temps analogue, mais variable, correspondant au soleil vrai.

Le mouvement du soleil moyen étant déterminé comme nous venons de le dire, il ne reste plus, pour achever de définir le *temps moyen*, qu'à indiquer l'instant à partir duquel on commence à compter chacun des jours moyens. On fait pour cela ce que nous avons déjà dit pour le temps solaire, ou *temps vrai*. Les astronomes ont l'habitude de faire commencer chaque jour moyen à l'instant

du passage du soleil moyen au méridien, c'est-à-dire à *midi moyen ;* et ils comptent les heures de 0 à 24, d'un midi au midi suivant : le temps moyen prend alors le nom de *temps moyen astronomique.* Pour les usages ordinaires de la vie, on divise l'intervalle de temps compris entre deux midis moyens consécutifs en deux périodes de chacune douze heures ; et l'on fait commencer le jour à l'instant qui sépare la première période de la seconde, c'est-à-dire à *minuit moyen :* dans ce cas, le temps moyen se nomme *temps moyen civil.*

§ 184. Le temps moyen, civil ou astronomique, se trouve complétement défini par ce que nous venons de dire : le soleil moyen est un point idéal, dont le mouvement est parfaitement déterminé, et dont les retours successifs au méridien d'un lieu fixent le commencement de chacun des jours moyens, tout aussi bien que le ferait un astre animé d'un mouvement identique avec celui de ce point. Mais on se demande comment on peut régler une horloge sur le temps moyen. Quand il s'agit du temps vrai, on fait en sorte que l'horloge marque $0^h\ 0^m\ 0^s$ à l'instant précis où le centre du soleil traverse le méridien du lieu ; on ne peut pas opérer de même pour le temps moyen, puisque le soleil moyen est un point qui n'a pas d'existence réelle dans le ciel, et qu'on ne peut, par conséquent, observer son passage dans le méridien. On est donc obligé d'avoir recours à une autre méthode, par laquelle on puisse se passer de l'observation directe du soleil moyen, observation qu'il est impossible d'effectuer. Voici comment on s'y prend.

Le cercle de déclinaison SR du soleil, *fig.* 244, rencontre l'équateur céleste en un point R, qui n'est jamais très éloigné de la position correspondante du soleil moyen S_m, mais qui généralement ne coïncide pas avec ce soleil moyen. L'intervalle de temps compris entre les passages du soleil vrai et du soleil moyen au méridien d'un lieu n'est autre chose que le temps employé par l'arc S_mR de l'équateur à travers ce méridien : en sorte que, si l'on connaissait la grandeur de l'arc S_mR, on saurait immédiatement de combien le passage du soleil moyen au méridien précède ou suit le passage du soleil vrai. Or, on est en mesure de calculer d'avance, pour une époque quelconque, la valeur de l'arc S_mR, c'est-à-dire la différence qui doit exister à cette époque entre l'ascension droite du soleil vrai et celle du soleil moyen : car, d'une part, on connaît parfaitement les lois du mouvement du soleil sur la sphère céleste, et, d'une autre part, la position du soleil moyen à une époque quelconque peut se déterminer très facilement par ce qui a été dit précédemment. Il suffit donc de construire une table qui donne les valeurs de cet arc S_mR, pour tous les jours d'une année, par exemple, pour qu'on

puisse savoir chaque jour à quel instant le soleil moyen passe au méridien, en observant lo passage du soleil vrai ; on peut encore, pour plus de commodité, mettre dans cette table, non pas les longueurs de l'arc $S_m R$, mais les temps qu'il emploie chaque jour à traverser le méridien.

On donne le nom d'*équation du temps* à ce temps que l'arc $S_m R$ met à traverser un méridien, c'est-à-dire à l'intervalle de temps compris entre les passages du soleil moyen et du soleil vrai. L'équation du temps est évidemment la différence des heures que doivent marquer, à un même instant, deux horloges réglées, l'une sur le temps moyen, l'autre sur le temps vrai. La *Connaissance des temps* contient chaque année une table des valeurs de l'équation du temps, pour tous les jours do l'année, et on la reproduit dans les calendriers des principaux annuaires. C'est cette table qui sert à régler les horloges sur le temps moyen. En voici un extrait qui donnera une idée de la manière dont varie l'avance ou lo retard du temps moyen sur le temps vrai.

DATES.	TEMPS MOYEN au midi vrai	DATES.	TEMPS MOYEN au midi vrai.	DATES.	TEMPS MOYEN au midi vrai
1er janvier.	0h 3m 58s	1er mai. .	11h 56m 56s	1er septemb.	11h 59m 49s
11 id. . .	0 8 21	11 id. . .	11 56 9	11 id. . .	11 56 30
21 id. . .	0 11 43	21 id. . .	11 56 18	21 id. . .	11 52 59
1er février.	0 13 57	1er juin. .	11 57 29	1er octobre.	11 49 37
11 id. . .	0 14 34	11 id. . .	11 59 16	11 id. . .	11 46 45
21 id. . .	0 13 54	21 id. . .	0 1 23	21 id. . .	11 44 41
1er mars. .	0 12 34	1er juillet.	0 3 27	1er novemb.	11 43 42
11 id. . .	0 10 12	11 id. . .	0 5 8	11 id. . .	11 44 12
21 id. . .	0 7 19	21 id. . .	0 6 3	21 id. . .	11 46 5
1er avril. .	0 3 55	1er août. .	0 6 0	1er décemb.	11 49 18
11 id. . .	0 1 2	11 id. . .	0 4 56	11 id. . .	11 53 34
21 id. . .	11 58 38	21 id. . .	0 2 54	21 id. . .	11 58 25

On voit que la seconde colonne de cette table fait connaître le *temps moyen au midi vrai*, c'est-à-dire l'heure que doit marquer une horloge réglée sur le temps moyen, à l'instant où le centre du soleil passe au méridien du lieu.

L'équation du temps est nulle quatre fois par an, savoir : le 15 avril, le 15 juin, le 31 août, et le 25 décembre. Du 25 décembre au 15 avril, le temps moyen avance sur le temps vrai ; du 15 avril au 15 juin, il retarde sur le temps vrai ; du 15 juin au 31 août, il avance de nouveau ; et enfin du 31 août au 25 décembre, il retarde encore. La plus grande différence entre le temps moyen et le temps

vrai, dans la première de ces quatre périodes, a lieu le 11 février, et s'élève à 14m 34s; dans la seconde période, elle est seulement de 3m 54s, et correspond au 14 mai; dans la troisième période, elle va à 6m 10s, le 26 juillet; et enfin dans la quatrième période, elle s'élève à 16m 18s, le 2 novembre.

En comparant les valeurs de l'équation du temps pour deux jours consécutifs, on trouve sans peine la différence qui existe entre la durée du jour vrai et celle du jour moyen. Cette différence varie d'une époque à une autre. C'est le 16 septembre que le jour vrai est le plus court; le jour moyen le surpasse de 21s. Le jour vrai le plus long correspond au 23 décembre; il surpasse le jour moyen de 30s.

Les diverses circonstances que nous venons de signaler, dans la valeur de l'équation du temps, aux diverses époques d'une année, se modifient peu à peu avec le temps. Le mouvement du périgée solaire, par rapport aux équinoxes (§ 165), est la principale cause de ces modifications; la diminution de l'obliquité de l'écliptique (§ 164) y contribue aussi pour sa part. En discutant la question, on reconnaît que, par suite du changement de direction de l'axe de l'ellipse solaire par rapport à la ligne des équinoxes, il pourrait arriver, par exemple, que l'équation du temps ne fût plus nulle que deux fois par an. Mais la grande lenteur avec laquelle se produisent ces modifications de l'équation du temps, fait qu'on peut regarder les résultats que nous avons indiqués comme convenant à un assez grand nombre d'années.

§ 185. Tant que les horloges publiques n'ont pas présenté une très grande régularité dans leur marche, on n'a pas senti le besoin de leur faire marquer le temps moyen de préférence au temps vrai. Lorsqu'on reconnaissait une différence entre l'heure marquée par l'horloge, et l'heure vraie indiquée par un cadran solaire, par exemple, on faisait marcher les aiguilles de manière à faire disparaître cette différence, qui tenait autant à l'imperfection de l'horloge qu'à l'inégalité des jours; puis, au bout de quelques jours, il fallait recommencer la même opération. Mais dès que les horloges ont été assez perfectionnées, pour marcher régulièrement pendant longtemps, on a reconnu l'avantage qu'il y aurait à ne pas les obliger à suivre toutes les irrégularités du temps vrai, et à leur faire marquer le temps moyen. En effet, une fois que le pendule d'une bonne horloge a été disposé de manière à faire le nombre convenable d'oscillations dans la durée du jour moyen, et que l'horloge a été mise à l'heure, elle continue à marcher d'accord avec le temps moyen pendant un temps assez long, et l'on n'a besoin d'y toucher que de loin en loin. Tandis que, si l'on voulait lui faire marquer le

temps vrai, il faudrait, ou bien faire varier chaque jour la longueur du pendule, pour la mettre en rapport avec la durée variable du jour vrai; ou bien donner au pendule la longueur qui convient au jour moyen, et faire disparaître, tous les jours ou tous les deux jours, la différence entre l'heure marquée par l'horloge et l'heure vraie.

Il y a, il est vrai, un inconvénient à substituer le temps moyen au temps vrai, pour régler les travaux de la journée; l'heure de midi, au lieu d'arriver exactement au milieu de la journée, c'est-à-dire à égale distance du lever et du coucher du soleil, se trouve au contraire, tantôt en avance, tantôt en retard, sur cet instant milieu. Mais l'avance ou le retard du midi moyen sur le midi vrai, qui n'atteint jamais 17^m, est assez faible pour que l'inconvénient que nous signalons n'ait pas une grande importance; cet inconvénient est loin de pouvoir contre-balancer les avantages que présente l'adoption du temps moyen de préférence au temps vrai.

A Paris, les horloges publiques marquent le temps moyen depuis l'année 1816. L'exemple de Paris a été suivi depuis par beaucoup de villes de France. La grande facilité des communications par les chemins de fer, et la transmission si rapide des dépêches par les télégraphes électriques, sont deux causes qui feront partout renoncer à régler les horloges sur le temps vrai; ce n'est que par l'adoption du temps moyen que les horloges des diverses villes pourront, sinon être complétement d'accord entre elles, au moins ne présenter que des différences constantes dues aux différences de longitude (§ 178).

§ 186. Les cadrans solaires, par leur nature, marquent nécessairement le temps vrai. Si l'on veut s'en servir pour mettre à l'heure une horloge qui doit marquer le temps moyen, il faut avoir recours à la table de l'équation du temps (§ 184); cette table faisant connaître, pour chaque jour de l'année, la quantité dont le temps moyen avance ou retarde sur le temps vrai, et le cadran solaire indiquant l'heure vraie à un instant quelconque, on en déduira immédiatement l'heure que doit marquer l'horloge à cet instant.

Cependant on est parvenu à donner aux cadrans solaires des dispositions telles qu'ils fournissent directement des indications relatives au temps moyen. Voici en quoi consistent ces dispositions.

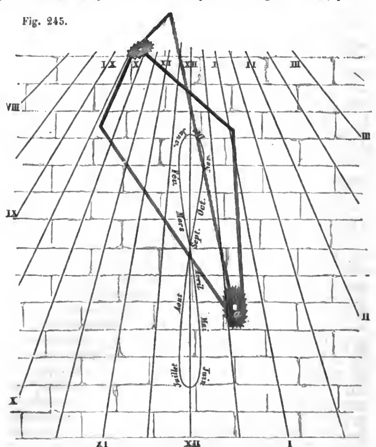
Concevons qu'un cadran solaire soit construit, non pas sur la face d'un mur fixe, mais sur la surface d'un corps mobile, tel qu'une plaque de fonte, par exemple; concevons en outre que ce corps sur lequel le cadran est tracé, et auquel le style est invariablement fixé, soit installé de manière à pouvoir tourner d'une certaine quantité autour d'un axe parallèle à l'axe du monde. Si l'on maintient le ca-

dran constamment dans la position qu'on lui a supposée pour effectuer sa construction, c'est-à-dire pour déterminer les directions de ses lignes horaires, il est bien clair qu'il fonctionnera comme un cadran solaire fixe, et que par conséquent il marquera le temps vrai. Mais si on le fait tourner autour de l'axe dont nous avons parlé, pour l'amener dans une autre position, dans laquelle on le maintiendra ensuite invariablement, on voit que ses indications ne seront plus les mêmes que précédemment; il ne marquera plus le temps vrai. Supposons, par exemple, qu'on ait fait tourner le cadran d'un angle d'un degré, dans le sens de la rotation diurne de la sphère céleste; son style, qui était parallèle à l'axe du monde, restera encore parallèle à cette ligne, puisque l'axe de rotation est aussi dirigé suivant la même ligne; les plans menés par le style et par les diverses lignes horaires auront donc tous changé de direction, exactement de la même manière que s'ils avaient tourné chacun d'un angle d'un degré autour du style lui-même. Lorsque l'ombre du style se projette sur la ligne horaire de midi, le plan horaire du soleil (§ 179) ne coïncide plus avec le méridien, mais avec un plan qui est incliné d'un angle d'un degré sur ce méridien; le plan horaire de l'astre a donc tourné d'un degré depuis sa coïncidence avec le méridien, et par conséquent il est midi quatre minutes. De même, lorsque l'ombre du style coïncide avec les lignes horaires de 1^h, 2^h, 3^h, ..., il est $1^h\,4^m$, $2^h\,4^m$, $3^h\,4^m$, ...; c'est-à-dire que, par suite du déplacement que l'on a fait subir au cadran solaire, les heures qu'il indique sont toutes en retard de 4 minutes sur le temps vrai. Il est bien évident qu'en faisant tourner ainsi le cadran solaire d'un angle plus ou moins grand, dans un sens ou dans l'autre, pour le maintenir ensuite immobile dans la position qu'on lui aura fait prendre, on donnera à ses indications tel retard ou telle avance que l'on voudra sur le temps vrai. D'après cela, il suffit de faire tourner le cadran, chaque jour, autour de l'axe qui le supporte, et d'une quantité qui est indiquée par la valeur de l'équation du temps, pour que les heures qu'il marquera aient sur le temps vrai le même retard ou la même avance que le temps moyen, c'est-à-dire pour qu'il marque précisément le temps moyen. Tel est le principe des cadrans solaires à temps moyen, imaginés par M. de Saulcy. Sans entrer dans le détail du mécanisme à l'aide duquel le cadran peut être amené facilement, chaque jour, dans la position convenable, nous nous contenterons de dire qu'une aiguille peut tourner autour du centre d'un cercle divisé en 365 parties égales; et que l'aiguille, étant amenée successivement en regard de chacune de ces divisions, qui correspondent aux divers jours de l'année, entraîne avec

elle une courbe excentrique, qui agit pour incliner plus ou moins le cadran solaire sur sa position normale : la courbe excentrique, dont la forme a été déterminée d'après les valeurs que prend successivement l'équation du temps, aux diverses époques de l'année, amène ainsi le cadran solaire dans la position qui convient à chaque jour.

Une autre disposition, d'un usage plus ancien et plus répandu que la précédente, consiste à tracer sur un cadran solaire fixe, à plaque percée, une ligne courbe destinée à faire connaître, chaque jour, l'instant auquel il est midi moyen Cette ligne courbe, que l'on

Fig. 245.



nomme la *méridienne du temps moyen*, a la forme d'un 8 allongé, comme on le voit sur la *fig.* 245. Pour nous rendre compte de la

manière dont cette courbe est construite, imaginons que, tous les jours d'une année, on ait observé, à midi moyen, la position qu'occupe sur le cadran le petit espace éclairé *a* correspondant au trou de la plaque percée; et qu'on ait fait une marque visible sur le cadran, à chacun des points ainsi obtenus. Ces divers points sont placés, les uns à l'orient, les autres à l'occident de la ligne horaire de midi, suivant que le midi moyen retarde ou avance sur le midi vrai; d'ailleurs, ils se trouvent nécessairement à d'inégales hauteurs sur le cadran, par suite du changement qu'éprouve constamment la hauteur méridienne du soleil au-dessus de l'horizon, d'un jour au suivant. C'est l'ensemble des points ainsi obtenus qui détermine la méridienne du temps moyen. D'après la manière même dont cette courbe vient d'être définie, il est clair que chaque jour, à l'instant de midi moyen, le petit espace éclairé *a* doit se trouver sur la courbe; en sorte que, en observant le moment où cet espace éclairé vient la traverser, on aura le midi moyen, tout aussi facilement qu'on a le midi vrai en observant le moment où il traverse la ligne horaire de midi. Il y a cependant une difficulté qui se présente: c'est que, d'après la forme de la méridienne du temps moyen, le petit espace éclairé *a* la traverse nécessairement deux fois chaque jour; il faut donc qu'on puisse distinguer, entre les deux instants ainsi obtenus, celui qui correspond réellement au midi moyen. A cet effet, on accompagne les diverses parties de la méridienne du temps moyen d'indications qui font savoir dans quelle portion de l'année chacune d'elles doit servir. On inscrit, par exemple, le long de cette ligne, les noms des différents mois, *fig.* 245. Ou bien encore on la divise en quatre parties, qui correspondent aux quatre saisons, et on leur applique des couleurs différentes, pouvant rappeler les saisons auxquelles elles se rapportent: on marque, par exemple, en vert la partie qui correspond au printemps, en rouge celle qui correspond à l'été, en jaune celle qui correspond à l'automne, et en noir celle qui correspond à l'hiver. Par ce moyen, il ne peut plus y avoir d'ambiguïté; on observe le moment où le trait de lumière, passant par le trou de la plaque, vient rencontrer la portion de la méridienne du temps moyen qui convient à l'époque de l'année où l'on se trouve, et l'on a ainsi l'instant précis du midi moyen.

§ 187. **Années tropique et sidérale.** — Il serait incommode d'employer exclusivement le jour comme unité, pour exprimer toutes les durées. Lorsqu'il s'agirait de durées un peu grandes, elles seraient représentées par des nombres considérables de jours; et la grandeur de ces nombres empêcherait qu'on pût s'en faire

une idée bien nette. C'est pour cela qu'on se sert d'une autre unité de temps, plus grande que le jour, à laquelle on donne le nom d'*année*. Il suffit, d'ailleurs, que l'on connaisse le rapport qui existe entre les durées de l'année et du jour, pour que l'emploi de cette nouvelle unité revienne à l'emploi de la première.

L'année a été déterminée par le mouvement apparent du soleil sur la sphère céleste, de même que le jour moyen a été déduit de la considération de la rotation diurne du soleil autour de l'axe du monde ; on a pris, pour l'année, le temps que le soleil met à faire le tour entier de l'écliptique (§ 129). Mais il y a deux manières différentes de déterminer ce temps. Supposons qu'on observe, à une certaine époque, l'instant auquel le centre du soleil passe à l'équinoxe du printemps (§ 140); puis qu'on observe de nouveau le passage de ce centre au même équinoxe, après que l'astre aura fait le tour entier du ciel : l'intervalle de temps compris entre ces deux coïncidences successives du centre du soleil avec l'équinoxe du printemps, constitue ce qu'on nomme l'*année tropique*. Si, au lieu de cela, on détermine le temps que le soleil met à faire le tour du ciel, par rapport aux étoiles, c'est-à-dire le temps compris entre deux coïncidences successives du centre du soleil avec une même étoile située sur l'écliptique, on obtient ce qu'on nomme l'*année sidérale*.

L'année tropique et l'année sidérale auraient exactement la même durée, si l'équinoxe du printemps conservait constamment la même position par rapport aux étoiles. Mais il n'en est pas ainsi : l'équinoxe se déplace parmi les étoiles, en vertu des mouvements de précession (§ 162) et de nutation (§ 172). Le mouvement de précession le fait rétrograder uniformément à travers les constellations; la nutation modifie ce mouvement rétrograde, en l'accélérant et le retardant périodiquement, sans cependant en changer le sens. Cette rétrogradation continuelle de l'équinoxe fait que le soleil, après l'avoir quitté, y revient plus tôt qu'il n'y reviendrait, si l'équinoxe était immobile parmi les étoiles ; il en résulte que l'année tropique est plus courte que l'année sidérale. De plus, la variation périodique qu'éprouve la vitesse de l'équinoxe, en vertu de la nutation, fait que la différence entre l'année sidérale et l'année tropique est, tantôt plus grande, tantôt plus petite : la durée de l'année tropique varie entre certaines limites, qui sont d'ailleurs très peu différentes l'une de l'autre.

La comparaison des résultats obtenus, par l'observation du soleil à des époques éloignées les unes des autres, a permis de déterminer la durée de l'année sidérale avec une grande exactitude ; on a

trouvé ainsi que cette durée est de $365^j,2563835$. Quant à l'année tropique, sa valeur moyenne, c'est-à-dire la valeur qu'elle aurait si l'équinoxe ne rétrogradait qu'en vertu de la précession, est de $365^j,242264$. L'intervalle de temps compris entre deux retours successifs du soleil à l'équinoxe du printemps est réellement, tantôt un peu plus grand, tantôt un peu plus petit que ce dernier nombre, suivant la position que le pôle de la sphère céleste occupe sur l'ellipse de nutation (§ 172).

§ 188. **Calendrier, ses réformes.** — Pour faire connaître l'époque à laquelle se passe un fait quelconque, on donne la *date* de ce fait. La date n'est autre chose que l'indication du temps écoulé depuis une époque remarquable, ou *ère*, jusqu'à la production du fait dont il s'agit. Mais, par la raison que nous avons donnée (§ 187), on n'exprime pas la valeur de ce temps par un nombre de jours et une fraction de jour, l'année est employée comme une unité principale, dont le jour et les fractions de jour ne sont que des subdivisions. C'est pour cela qu'on imagine que des années se succèdent sans interruption, à partir de l'ère qu'on a adoptée, de manière à former une série indéfinie, et qu'on attribue à chacune de ces années un numéro d'ordre destiné à la distinguer de toutes les autres. On donne la date d'un fait, en indiquant : 1° le numéro de l'année dans laquelle il se passe ; 2° la place qu'occupe dans cette année le jour auquel il se rapporte ; 3° enfin, l'heure précise de son accomplissement.

Les années, dont on se sert ainsi pour exprimer les dates, doivent nécessairement se composer d'un nombre exact de jours, afin qu'il n'arrive pas qu'un même jour appartienne à la fois à une année par son commencement, et à l'année suivante par sa fin ; ou au moins il serait extrêmement incommode qu'il en fût autrement. Les années tropique et sidérale, dont chacune se compose de 365 jours et à peu près un quart de jour, ne peuvent donc être prises ni l'une ni l'autre pour cet usage. On adopte pour cela une année de convention, à laquelle on donne le nom d'*année civile*. Cette année se décompose en 12 *mois*, dont chacun contient un nombre exact de jours : et, dans chaque mois, les jours portent des numéros d'ordre.

On comprend toute l'importance qu'il y a à mettre l'année civile en rapport avec la période des variations de la déclinaison du soleil, période qui est en même temps celle de la succession des saisons. Sans cela, les saisons, qui ont une si grande influence sur les travaux de l'homme, arriveraient, dans les années successives, à des dates qui ne se correspondraient pas : le printemps, par

exemple, commencerait tantôt dans les premiers mois, tantôt vers le milieu de l'année, tantôt dans les derniers mois. Or, c'est précisément l'année tropique qui est la durée de cette période des saisons, puisque c'est l'intervalle de temps compris entre les commencements de deux printemps consécutifs. C'est donc avec l'année tropique, et non avec l'année sidérale, que l'année civile doit être mise en rapport : on doit faire en sorte que, dans un intervalle de temps quelconque, aussi grand qu'on voudra, il y ait autant d'années civiles que d'années tropiques. Si l'on veut satisfaire à cette condition, il est impossible que les années civiles se composent toutes d'un même nombre de jours ; elles doivent, au contraire, être inégales, et se succéder de telle manière, que leur valeur moyenne, pour un long intervalle de temps, soit précisément égale à la durée de l'année tropique.

C'est sur ces idées qu'est basé le calendrier dont on fait usage maintenant dans la plus grande partie de l'Europe. Nous allons voir quelles sont les réformes qu'on lui a fait subir progressivement, pour l'amener à l'état où il est actuellement.

§ 189. A Rome, l'année instituée par Numa, et réglée sur le mouvement de la lune, comprenait seulement 355 jours. Elle était divisée en 12 mois, dont les durées étaient inégales, comme l'indique le tableau suivant :

NOMS des mois.	NOMBRE de jours.	NOMS des mois.	NOMBRE de jours.	NOMS des mois.	NOMBRE de jours.
Janvier. . . .	29	Mai.	31	Septembre . .	29
Février. . . .	28	Juin	29	Octobre. . . .	31
Mars.	31	Juillet.	31	Novembre. . .	29
Avril. . . .	29	Août.	29	Décembre. . .	29

Les noms attribués aux différents mois, dans ce tableau, sont ceux qu'on leur donne maintenant ; ils sont les mêmes que ceux dont on se servait à Rome, à l'exception de *juillet* et *août*, qui ont été substitués aux mots *quintilis* et *sextilis*, le premier en l'honneur de Jules César, le second en l'honneur d'Auguste. Dans chaque mois, les jours n'étaient pas désignés comme ils le sont maintenant, par des numéros croissant régulièrement depuis le commencement jusqu'à la fin : on donnait les noms de *calendes* au premier jour de chaque mois, *nones* au cinquième ou au septième jour, *ides* au treizième ou au quinzième jour ; et l'on désignait tous les autres jours

par des numéros indiquant de combien ils précédaient le plus prochain de ces trois jours particuliers.

On ne tarda pas à reconnaître l'inconvénient qu'il y avait à ce que la durée de l'année civile ne fût pas en rapport avec la période du retour des saisons; et l'on décida que, tous les deux ans, on intercalerait un nouveau mois entre le vingt-troisième et le vingt-quatrième jour de février, afin de ramener le commencement de chaque saison à une date de même dénomination. Ce mois intercalaire avait d'abord été composé de 22 jours; ensuite, on laissa aux pontifes le soin de lui donner la longueur convenable, en raison du but qu'il s'agissait d'atteindre. Les pontifes abusèrent du pouvoir qui leur était ainsi accordé, et, entre leurs mains, le calendrier romain tomba dans le plus grand désordre; c'est ce qui engagea Jules César à y apporter une réforme telle, que les mêmes abus ne pussent plus se reproduire.

Il fit venir d'Alexandrie l'astronome Sosigène, et se concerta avec lui pour l'établissement d'une règle uniforme, destinée à déterminer à l'avenir le nombre de jours dont se composerait chaque année civile. Il fut décidé qu'on donnerait à l'année civile une valeur moyenne de 365j,25, valeur que Sosigène savait être à peu près celle de l'année tropique; et comme l'année civile ne devait contenir qu'un nombre exact de jours, on convint que, sur quatre années consécutives, il y en aurait d'abord trois de 365 jours chacune, et que la quatrième serait de 366 jours. Pour ne conserver que les douze mois de l'année de Numa, Jules César ajouta deux jours aux mois de janvier, août, décembre, et un seul jour aux mois d'avril, juin, septembre, novembre; il ne changea rien au mois de février, qui était cependant le plus court de tous, pour ne pas troubler le culte des dieux infernaux, auxquels ce mois était consacré. D'après cela, les mois se trouvèrent composés ainsi qu'il suit :

NOMS des mois.	NOMBRE de jours.	NOMS des mois.	NOMBRE de jours.	NOMS des mois.	NOMBRE de jours.
Janvier. . . .	31	Mai.	31	Septembre . .	30
Février. . . .	28	Juin	30	Octobre. . . .	31
Mars.	31	Juillet.	31	Novembre. . .	30
Avril.	30	Août.	31	Décembre. . .	31

L'ensemble de ces douze mois forme un total de 365 jours; c'était la durée que devait avoir habituellement l'année civile. Tous les quatre ans, l'année devait contenir un jour de plus : Jules César

décida que ce jour complémentaire serait ajouté au mois de février, et intercalé entre le vingt-troisième et le vingt-quatrième jour de ce mois; mais, pour ne rien changer aux dénominations des autres jours du mois, comme le vingt-quatrième jour de février s'appelait *sexto-calendas*, on donna au jour intercalaire le nom de *bis-sexto-calendas*. C'est de ce nom du jour ajouté au mois de février, que vient le nom d'*année bissextile*, pour chaque année composée de 366 jours.

La réforme ainsi introduite par Jules César, dans la manière de déterminer les durées des années civiles successives, est ordinairement désignée sous le nom de *réforme julienne;* et le calendrier basé sur les règles qu'il a établies, se nomme *calendrier julien*. La première année dans laquelle ce calendrier ait été suivi, est l'année 44 avant J.-C. Le commencement de cette année fut fixé par Jules César à une époque telle que les principales fêtes arrivassent dans les saisons auxquelles elles devaient correspondre; il en résulta que l'année précédente, 45 avant J.-C., se composa de 445 jours, ce qui lui valut le nom d'*année de confusion*.

§ 190. Le calendrier julien fut suivi, sans aucune modification, pendant un grand nombre d'années. Cependant, la valeur moyenne qui avait été attribuée à l'année civile étant un peu différente de l'année tropique, il finit par en résulter un changement notable dans les dates auxquelles arrivaient, chaque année, les commencements des saisons; en sorte que, si l'on n'y avait pas porté remède, une même saison se serait déplacée peu à peu dans l'année, de manière à commencer successivement dans les différents mois.

Le concile de Nicée, qui se tint en l'an 325 de l'ère chrétienne, adopta une règle fixe pour déterminer chaque année l'époque de la fête de Pâques: cette règle est basée sur ce que l'on croyait que l'équinoxe du printemps arriverait tous les ans le 21 mars, comme cela avait eu lieu l'année même du concile. C'est ce qui aurait existé en effet, si la valeur moyenne de l'année civile du calendrier julien eût été exactement égale à l'année tropique. Mais, tandis que la première est de $365^j,25$, la seconde se compose de $365^j,242264$: l'année tropique est donc plus petite que l'année julienne de $0^j,007736$, ou $11^m\,8^s$. Il en résulte que, lorsqu'il s'est écoulé une période de quatre années juliennes, l'équinoxe du printemps, au lieu d'arriver à une date de même dénomination, et précisément à la même heure que quatre années auparavant, arrive en réalité trois quarts d'heure plus tôt ($0^j,030944$, ou $44^m\,34^s$); après une nouvelle période de quatre années, cet équinoxe avance encore de trois quarts d'heure, et ainsi de suite. En sorte que, au bout d'un certain

nombre d'années, à partir de l'an 325, l'équinoxe a dû arriver le 20 mars, puis plus tard le 19 mars, puis le 18, etc. Cette avance continuelle de la date de l'équinoxe du printemps, signalée par les astronomes, détermina le pape Grégoire XIII à apporter une nouvelle réforme au calendrier.

C'est en l'an 1582 que la *réforme grégorienne* fut opérée. Dans l'espace des 1257 ans qui s'étaient écoulés depuis l'époque du concile de Nicée, l'excès de l'année julienne sur l'année tropique, en s'accumulant d'année en année, avait dû faire avancer la date de l'équinoxe de 1 257 fois 0^{j},007736, ou 9^{j},724 : en 1582, l'équinoxe arriva en effet le 11 mars, au lieu du 21. Pour faire disparaître cette avance de 10 jours, que l'équinoxe avait éprouvée depuis l'époque du concile de Nicée, et le ramener à la date primitive du 21 mars, le pape Grégoire XIII décida que le lendemain du 4 octobre 1582 se nommerait, non pas le 5 octobre, mais le 15 octobre. Ce changement de date ne suffisait pas pour détruire l'inconvénient qu'avait présenté l'emploi du calendrier julien ; il fallait encore apporter une modification à la règle qui servait à déterminer les longueurs des années civiles successives, afin d'éviter pour l'avenir que cette avance progressive de la date de l'équinoxe ne se reproduisît. Aussi le pape décida-t-il en outre que, dans l'espace de 400 années consécutives, il n'y aurait que 97 années bissextiles, au lieu de 100 qu'il devait y avoir dans le calendrier julien. Cela faisait 3 jours retranchés sur 400 ans, et par conséquent la valeur moyenne de l'année civile se trouvait diminuée de 0^{j},0075 : cette valeur moyenne de l'année civile, qui était de 335^{j},25 dans le calendrier julien, fut donc réduite à 365^{j},2425, ce qui est extrêmement peu différent de la valeur de l'année tropique. L'année grégorienne ainsi obtenue est encore plus grande que l'année tropique de 0^{j},000236 ; la date de l'équinoxe du printemps doit donc encore tendre à avancer peu à peu, en vertu de cet excès : mais il est aisé de voir qu'il faudrait plus de 4 000 ans pour que cette date avançât d'un jour. On doit donc regarder la réforme grégorienne comme pouvant suffire pour un très grand nombre de siècles.

Voici maintenant en quoi consiste la règle d'après laquelle on intercale les 97 années bissextiles dans l'espace de 400 ans. Dans le calendrier julien, les années bissextiles se trouvaient être celles dont les numéros, comptés à partir de l'ère chrétienne, étaient exactement divisibles par le nombre 4. Les années séculaires, telles que 1400, 1500, 1600, étaient donc toutes des années bissextiles. On décida que l'on continuerait à mettre 366 jours dans les années dont les numéros seraient divisibles par 4 ; mais que, sur quatre

années séculaires consécutives, il y en aurait trois qui feraient exception à la règle : sur ces quatre années séculaires, la seule qui dut rester bissextile fut celle dont le numéro se compose d'un nombre de centaines exactement divisible par 4. Ainsi l'année 1600 a dû être bissextile; 1700 et 1800, ont été des années communes; 1900 sera également une année commune, 2000 sera bissextile, et ainsi de suite. Par ce moyen, dans l'espace de 400 ans, trois années qui seraient bissextiles dans le calendrier julien, deviennent des années communes; et par conséquent il ne reste plus que 97 années bissextiles, au lieu de 100.

Le calendrier grégorien fut adopté promptement en France et en Allemagne; plus tard, l'Angleterre l'adopta à son tour. Maintenant, il est en vigueur chez tous les peuples chrétiens d'Europe, excepté en Russie, où l'on suit encore le calendrier julien. Il résulte de là que les dates de la Russie ne s'accordent pas avec les nôtres. En 1582, la réforme grégorienne établit une différence de 10 jours entre les dates du calendrier julien et celles du nouveau calendrier; l'année séculaire 1600 étant restée bissextile dans le calendrier grégorien, cette différence de 10 jours se conserva jusqu'à la fin du XVIIe siècle; l'année 1700 ayant été bissextile dans le calendrier julien, et commune dans le calendrier grégorien, la différence des dates prises dans les deux calendriers fut de 11 jours pendant tout le XVIIIe siècle; enfin, par la même raison, la différence augmenta d'un jour en 1800, et elle est actuellement de 12 jours. Le jour que l'on appelle en Russie le 5 avril 1853, est en France le 17 avril; le 25 avril de la Russie correspond à notre 7 mai. Pour éviter toute ambiguïté, lorsqu'on cite une date appartenant au calendrier julien, on prend ordinairement le soin d'écrire au-dessous la date qui lui correspond dans le calendrier grégorien. Ainsi, dans les deux exemples qui viennent d'être pris, on dit le $\frac{5}{17}$ avril 1853, le $\frac{25 \text{ avril}}{7 \text{ mai}}$ 1853. On se sert aussi quelquefois des mots (*vieux style*), mis entre parenthèses à la suite de la date julienne que l'on cite, pour qu'on ne puisse la confondre avec une date grégorienne.

§ 191. La division de l'année en 12 mois, introduite dans le calendrier par Numa, et conservée par Jules César avec quelques modifications dans la longueur des mois, n'a pas cessé d'être en usage jusqu'à nos jours. Les durées inégales des divers mois dont l'année se compose actuellement, sont exactement celles qui ont été adoptées par Jules César, et qui sont indiquées dans le tableau de la page 353. Les mois ont, les uns 30 jours, les autres 31 jours; il n'y a d'exception que pour le mois de février, qui contient 28 jours

dans les années communes, et 29 jours dans les années bissextiles.

La répartition un peu irrégulière des mois de 30 jours et des mois de 31 jours, dans l'espace d'une année, fait qu'on est quelquefois embarrassé de savoir de combien de jours se compose tel ou tel mois. Il ne sera peut-être pas inutile d'indiquer le moyen suivant, pour résoudre la question avec la plus grande facilité. On ferme la main gauche, puis, avec l'index de la main droite, on touche successivement les saillies et les creux qui se trouvent à la naissance des quatre doigts, *fig.* 246 (le pouce est excepté); en même temps on prononce les noms des différents mois, dans l'ordre dans lequel ils se succèdent. Ainsi, janvier correspond à la première saillie, février au premier creux, mars à la deuxième saillie, avril au deuxième creux, et ainsi de suite. Arrivé à la dernière saillie, qui correspond à juillet, on recommence à toucher les saillies et les creux dans le même ordre, tout en continuant la série des mois, *fig.* 247; et l'on ne s'arrête que lorsqu'on a épuisé les douze mois. Tous les mois qui correspondent ainsi aux saillies, sont de 31 jours; les autres, qui correspondent aux creux, ont 30 jours, à l'exception de février, qui en a 28 ou 29, suivant les cas.

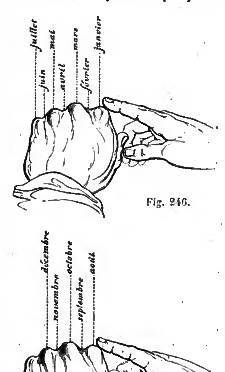


Fig. 246.

Fig. 247.

§ 192. Il existe, dans les calendriers, une autre division du temps en périodes de sept jours, ou semaines, dont il est bon de dire un mot. La semaine ne sert en aucune manière à l'indication

des dates; elle n'a aucun rapport simple, soit avec l'année, soit avec le mois. Cette période uniforme de sept jours se succède, sans altération aucune, à travers les mois, les années, les siècles, quelles que soient les durées que l'on attribue à ces grandes divisions du temps. Les sept jours de chaque semaine ont chacun un nom spécial; en sorte que, non-seulement un jour quelconque a une date différente de celle des autres jours, mais en outre il est désigné par un nom particulier, qui indique la place qu'il occupe dans la semaine à laquelle il appartient.

L'origine de la semaine se perd dans la nuit des temps. Voici comment on explique la succession des noms attribués aux jours dont elle se compose Les anciens ne connaissaient que 7 planètes, y compris le soleil et la lune (§ 60); ils les rangeaient dans l'ordre suivant, d'après les durées de leurs révolutions, et aussi d'après leurs distances présumées à la terre:

Saturne,
Jupiter,
Mars,
le Soleil,
Vénus,
Mercure,
la Lune.

Ce sont les noms de ces planètes qui ont été attribués aux 7 jours de la semaine, mais dans un ordre évidemment très différent. D'après un usage suivi anciennement en Égypte, chacune des vingt-quatre heures de la journée était consacrée à une planète, et l'on donnait à chaque jour le nom de la planète qui correspondait à sa première heure. On prenait successivement les diverses planètes dans l'ordre dans lequel elles viennent d'être inscrites; et lorsqu'on était arrivé à la Lune, qui termine la liste, on recommençait à Saturne, pour continuer de même. D'après cela, le premier jour devait prendre le nom de Saturne, et c'est de là que vient le mot *samedi*. La 2e heure de ce premier jour était consacrée à Jupiter, la 3e à Mars,... la 7e à la Lune, la 8e à Saturne, la 9e à Jupiter,... la 14e à la Lune,... la 21e à la Lune, la 22e à Saturne, la 23e à Jupiter, et enfin la 24e à Mars. La 1re heure du jour suivant était donc consacrée au Soleil; aussi le lendemain du samedi était-il le jour du soleil. C'est en effet le nom qu'il porte dans certains calendriers, dans le calendrier anglais, par exemple (*sunday*); notre mot *dimanche*, qui lui a été substitué, vient de *dominica dies*. La 2e heure du dimanche étant consacrée à Vénus, la 3e à Mercure, la 4e à la Lune, et ainsi de suite, on voit que la 24e heure du même

jour l'était à Mercure ; la 1re heure du lendemain du dimanche était donc consacrée à la Lune, d'où le nom de *lundi*, attribué à ce jour. En continuant de la même manière, on voit que le lendemain du lundi a dû prendre le nom de Mars (*mardi*) ; que le lendemain du mardi a dû prendre celui de Mercure (*mercredi*); que le jour suivant était le jour de Jupiter (*jeudi*) ; et qu'enfin le lendemain du jeudi était le jour de Vénus (*vendredi*). La 24e heure du vendredi se trouvant consacrée à la Lune, la 1re heure du jour suivant l'était à Saturne; en sorte que le lendemain du vendredi prenait de nouveau le nom de samedi, et ainsi de suite indéfiniment.

CHAPITRE QUATRIÈME.

DE LA LUNE.

LOIS DU MOUVEMENT DE LA LUNE.

§ 193. Après le soleil, la lune est celui de tous les astres qui nous offre le plus d'intérêt. Non-seulement elle pique notre curiosité par ces formes si variées sous lesquelles nous la voyons successivement, mais encore elle nous est d'une très grande utilité, en nous éclairant fréquemment pendant les nuits : aussi allons-nous nous occuper immédiatement d'étudier en détail les lois de son mouvement. L'étude que nous avons déjà faite des lois du mouvement du soleil nous facilitera beaucoup la nouvelle étude que nous allons entreprendre ; plusieurs des résultats que nous obtiendrons ont une grande analogie avec ceux que nous connaissons déjà, et cela nous permettra de les présenter plus rapidement.

§ 194. **La lune se déplace parmi les étoiles.** — Il est très facile de reconnaître que la lune ne conserve pas une position invariable sur la sphère céleste, par rapport aux étoiles. La lumière qu'elle répand dans notre atmosphère n'est pas assez grande pour nous empêcher d'apercevoir les étoiles un peu brillantes qui sont dans son voisinage. En examinant attentivement, à la simple vue, la position que la lune occupe par rapport à quelques étoiles voisines, on voit que cette position change d'une manière sensible dans l'espace de quelques heures. La *fig.* 248 montre de combien la lune se déplace en 24 heures ; pendant cet intervalle de temps, elle passe de la position 1 à la position 2. Si l'on compare cette figure avec la *fig.* 188 (page 236), qui représente le déplacement journalier du soleil dans la même région du ciel, on voit que le mouvement de la lune parmi les étoiles est beaucoup plus rapide que celui du soleil ; la lune parcourt en un jour un arc environ treize fois plus grand que l'arc parcouru en même temps par le soleil.

En observant la lune pendant un assez grand nombre de jours, on la voit se mouvoir à travers diverses constellations, et faire ainsi le tour entier de la sphère céleste. Si l'on marque de temps en temps, sur une carte céleste (planche II, page 173), la position qu'elle occupe au milieu des étoiles, on voit qu'elle ne s'écarte jamais beau-

coup de la route que suit le soleil dans son mouvement annuel; elle se meut à peu près suivant le grand cercle de l'écliptique, en ne



Fig. 248.

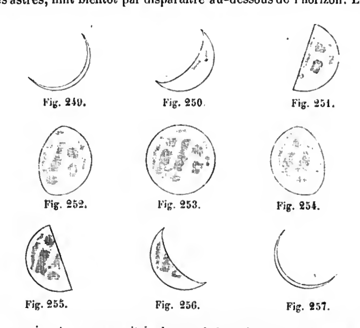
s'en écartant que de petites quantités, tantôt au nord de ce cercle, tantôt au sud. Ce mouvement de la lune est *direct* (§ 162), c'est-à-dire qu'il s'effectue dans le même sens que le mouvement du soleil sur l'écliptique; la principale différence entre ces deux mouvements consiste dans la vitesse, qui est environ treize fois plus grande pour la lune que pour le soleil.

§ 195. **Phases de la lune.** — En même temps que la lune parcourt les diverses constellations qui existent le long de l'écliptique, elle se présente à nous sous des formes très diverses que l'on nomme ses *phases*. Ces changements de forme, qui se reproduisent périodiquement, comme tout le monde le sait, ne dépendent pas de la position que la lune occupe parmi les étoiles. Lorsque cet astre, parti d'une position où on l'a observé dans une certaine constellation, a fait tout le tour du ciel pour revenir à cette même place, il ne présente pas la phase qu'il avait présentée d'abord; lorsque, après un nouveau tour, il revient encore se placer de même dans la constellation dont il s'agit, la phase sous laquelle il se montre est différente de chacune des deux précédentes. Mais si l'on compare la position de la lune dans le ciel à celle qu'occupe en même temps le soleil, on voit que c'est de cette position relative des deux astres que dépendent les phases de la lune. Toutes les fois que la lune se retrouve à une même distance angulaire du soleil, elle nous présente la même phase, quelles que soient d'ailleurs les constellations au milieu desquelles ces deux astres nous apparaissent.

La lune parcourant à peu près la même route que le soleil sur

la sphère céleste, mais avec une vitesse plus grande que celle de ce dernier astre, il en résulte, pour le mouvement relatif des deux astres, des circonstances particulières dont il est très facile de se rendre compte. A certaines époques, la lune atteint le soleil, et passe, soit dans le lieu même qu'il occupe sur la sphère, soit un peu à côté; bientôt elle le dépasse, en vertu de la plus grande rapidité de son mouvement, et s'en éloigne de plus en plus; en continuant ainsi à marcher en avant du soleil, elle finit par le rejoindre de nouveau, pour le dépasser encore, et ainsi de suite. Les positions que la lune prend successivement, par rapport au soleil, sont exactement les mêmes que si le soleil restait immobile sur la sphère, et que la lune fût en mouvement sur un grand cercle passant à peu près par le soleil.

Lorsque la lune vient passer dans la région du ciel où se trouve le soleil, on ne l'aperçoit pas. Au bout d'un jour ou deux, si l'on regarde le ciel peu de temps après le coucher du soleil, on voit la lune du côté de l'occident, sous la forme d'un croissant très délié, *fig.* **249**; ce croissant, animé du mouvement diurne comme tous les astres, finit bientôt par disparaître au-dessous de l'horizon. Les


Fig. 249. Fig. 250. Fig. 251.
Fig. 252. Fig. 253. Fig. 254.
Fig. 255. Fig. 256. Fig. 257.

jours suivants, on aperçoit également la lune dans les circonstances analogues, c'est-à-dire un peu après le coucher du soleil; mais

on la voit de moins en moins rapprochée du point de l'horizon où le soleil s'est couché, et son croissant s'épaissit de plus en plus en son milieu, *fig.* 250 ; le coucher de la lune retarde de jour en jour sur celui du soleil. Six ou sept jours après que l'on a commencé à voir la lune sous la forme d'un croissant très délié, elle se montre sous la figure d'un demi-cercle, *fig.* 251 ; alors elle s'est déjà assez éloignée du soleil pour ne traverser le méridien qu'environ 6 heures après lui, c'est-à-dire à 6 heures du soir. A partir de là, la lune s'élargit encore, et passe insensiblement du demi-cercle à un cercle complet, en prenant des formes intermédiaires, telles que celle que représente la *fig.* 252. Sept jours environ après que la lune avait été vuo sous la forme d'un demi-cercle, *fig.* 251, elle devient tout à fait circulaire, *fig.* 253 ; alors elle passe au méridien 12 heures plus tard que le soleil, c'est-à-dire à minuit ; elle se lève quand il se couche, et se couche quand il se lève. En continuant à observer la lune, on voit qu'elle se lève et se couche toujours de plus en plus tard, et qu'elle repasse successivement par les mêmes formes que précédemment, mais dans un ordre inverse ; on remarque, en outre, que la partie la plus convexe du contour visible de la lune est désormais tournée vers l'orient, tandis que précédemment elle l'était du côté de l'occident. Ainsi la lune, après avoir pris la forme d'un cercle complet, se déprime progressivement du côté de l'occident, *fig.* 254, et, au bout de sept jours, elle n'a déjà plus que la forme d'un demi-cercle, *fig.* 255 ; alors elle ne passe au méridien qu'environ 18 heures après le soleil, c'est-à-dire vers 6 heures du matin. Bientôt elle ne montro plus qu'un croissant, *fig.* 256, que l'on voit le matin, un peu avant lo lever du soleil, et du côté de l'orient. Six ou sept jours après qu'on l'a vue sous la forme d'un demi-cercle, *fig.* 255, elle paraît comme un croissant très délié, *fig.* 257, situé près du point de l'horizon où le soleil va se lever. A partir de là, pendant deux ou trois jours, on ne voit pas du tout la lune, et, au bout de ce temps, on commence à l'apercevoir le soir, après le coucher du soleil, sous la forme du premier croissant dont nous avons parlé, *fig.* 249.

Ces modifications successives des formes sous lesquelles la lune se présente à nous se reproduisent constamment de la même manière, et dans le même ordro. D'ailleurs, ce n'est pas seulement la nuit qu'on peut les observer ; toutes les fois que la lune n'est pas trop rapprochée du soleil, on la voit sans peine en plein jour, et il en résulte une plus grando facilité pour suivre convenablement ces changements de forme, et s'assurer qu'ils se produisent bien conformément à ce que nous venons de dire.

§ 196. Cherchons maintenant à nous rendre compte de la cause qui fait que la lune se montre sous tant d'aspects divers.

Il est naturel de se demander d'abord si cela ne pourrait pas tenir à la forme particulière de cet astre, qui, en se tournant successivement de différents côtés, nous montrerait ainsi les diverses parties de son contour. Mais il y a une observation bien simple, que l'on peut répéter assez souvent, et à l'aide de laquelle on s'assure que les phases de la lune doivent être expliquées d'une tout autre manière. Cette observation prouve que, généralement, nous ne voyons qu'une portion de la face de la lune qui est tournée de notre côté, et que, si nous voyions cette face tout entière, la lune nous paraîtrait constamment avoir la forme d'un cercle. Voici en quoi elle consiste. Pendant que la lune se déplace sur la sphère céleste, il lui arrive de temps en temps de passer devant une étoile, de manière à la soustraire à nos regards : on dit alors qu'il se produit une *occultation* de l'étoile. Or, il est clair que, dans ce phénomène particulier, dû au mouvement de la lune par rapport à l'étoile, les choses se passent comme si la lune était immobile, et que l'étoile *e*, *fig*. 258, fût en mouvement suivant une certaine ligne, telle que *mn*. Si le croissant de la lune formait la totalité de la face de cet astre qui est tournée de notre côté, l'étoile resterait visible tant qu'elle n'aurait pas atteint le bord intérieur du croissant, en *a* ; elle ne serait invisible que pendant le temps qu'elle mettrait à traverser ce croissant. Mais, au lieu de cela, on voit l'étoile disparaître longtemps avant qu'elle ait atteint le bord intérieur du croissant ; au moment où l'on cesse de l'apercevoir, elle se trouve en un point *b* que l'on juge facilement être situé sur la circonférence du cercle dont le bord extérieur du croissant fait partie. Ainsi, il résulte bien de là que, généralement, nous ne voyons pas la totalité de la face de la lune qui est tournée de notre côté ; une portion seulement de cette face nous est rendue sensible par la lumière.

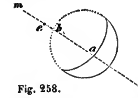


Fig. 258.

Lorsque nous apercevons une portion notable de la face de la lune qui est tournée vers nous, *fig*. 250 à 256, nous distinguons sans peine certaines taches grisâtres, qui, par leur ensemble, donnent grossièrement à la lune l'aspect d'une figure humaine. Il est aisé de s'assurer que ces taches, dont nous ne voyons habituellement qu'une partie plus ou moins grande, se présentent à nous toujours de la même manière. La portion lumineuse de la face de la lune qui est tournée vers nous s'étend d'abord de plus en plus, jusqu'à em-

brasser complétement ces taches, *fig.* 249 à 253; puis elle se rétrécit peu à peu de manière à les abandonner progressivement, *fig.* 253 à 257. Il est impossible de ne pas reconnaître là tous les caractères d'un corps dont la surface, non lumineuse par elle-même, est éclairée successivement dans ses diverses parties par un corps lumineux voisin. Si l'on fait attention, en outre, que la partie convexe du croissant de la lune est toujours tournée du côté du soleil, de telle sorte que la ligne qui joint ses deux cornes est dirigée perpendiculairement à la ligne qui joint la lune à cet astre, on verra que la lune n'est lumineuse que parce qu'elle est éclairée par le soleil.

Les apparences nous portent à regarder la lune comme étant un corps sphérique. Le soleil ne peut éclairer à chaque instant qu'une moitié de sa surface, et c'est suivant que nous apercevons une portion plus ou moins grande de cette moitié éclairée, que la lune nous paraît sous telle ou telle phase. Pour nous rendre un compte complet de la succession des phases, concevons que la lune se meuve en décrivant un cercle ABC.... autour de la terre T, *fig.* 259, et

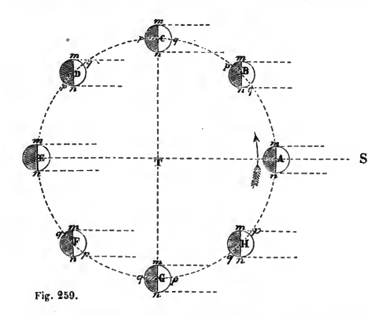


Fig. 259.

que le soleil S soit situé dans le plan de ce cercle, à une distance de la terre extrêmement grande relativement au rayon TA; de telle sorte que les rayons de lumière envoyés par le soleil à la lune, dans toutes les positions A, B, C, D,... qu'elle occupe successive-

ment, puissent être regardés comme parallèles entre eux. La moitié de la surface de la lune, qui est éclairée par le soleil, est toujours dirigée du côté de cet astre; cette moitié est limitée par un cercle *mn*. De la terre T on ne peut apercevoir que la moitié de la surface de la lune, qui est limitée par le cercle *pq*, dirigé perpendiculairement au rayon qui joint la lune à la terre; on ne voit donc en réalité que la partie de l'hémisphère éclairé qui se trouve comprise dans cet hémisphère visible terminé au cercle *pq*. D'après cela, si l'on suit la lune dans son mouvement autour de la terre, on verra que les phases se succèdent précisément comme l'observation l'indique. Lorsque la lune est en A, l'hémisphère non éclairé est tout entier tourné vers la terre; la lune est invisible. En B, on voit un croissant dont la convexité est tournée vers le soleil, *fig.* 250. En C, on voit la moitié de l'hémisphère éclairé; la lune se montre alors sous forme d'un demi-cercle, *fig.* 251. En D, elle présente une forme intermédiaire entre un demi-cercle et un cercle complet, *fig.* 252. En E, on voit de la terre la totalité de l'hémisphère éclairé; c'est-à-dire que la lune paraît entièrement circulaire, *fig.* 253. En achevant son tour, la lune prend successivement en F, G, H, les apparences indiquées par les *fig.* 254, 255, 256.

On voit combien il est facile d'expliquer les phases de la lune par les considérations qui précèdent. Pour donner cette explication, nous avons supposé que la lune décrit un cercle autour de la terre, et que le soleil se trouve dans le plan de ce cercle; mais ces conditions, qui, en réalité, ne sont pas exactement remplies, ne sont pas indispensables pour l'explication des phases. Ces aspects si divers de la lune sont toujours dus aux positions que prennent successivement, l'un par rapport à l'autre, les deux cercles qui servent de limites, l'un à l'hémisphère éclairé de la lune, et l'autre à l'hémisphère de cet astre qui est tourné vers la terre.

§ 197. Lorsque la lune est en A, sur la direction de la ligne qui va du soleil à la terre, on dit qu'elle est *nouvelle;* alors on ne la voit pas. Lorsqu'elle est en E, sur le prolongement de la même ligne, on dit qu'elle est *pleine;* alors elle se montre sous la forme d'un cercle complet, *fig.* 253. En C, la lune est dans son *premier quartier;* en G, elle est dans son *dernier quartier*. Les positions B, D, E, H, dans lesquelles la lune se trouve au milieu des arcs AC, CE, EG, GA, se nomment les *octants*. Souvent on donne à la nouvelle lune et à la pleine lune le nom collectif de *syzygies;* et de même, au premier quartier et au dernier quartier, le nom de *quadratures*.

On emploie très souvent aussi les expressions *nouvelle lune*, *premier quartier*, *pleine lune* et *dernier quartier*, pour désigner, non

pas les quatre positions particulières A, C, E, G, de la lune par rapport au soleil, mais les intervalles de temps que la lune emploie à aller de chacune de ces positions à la suivante. Ainsi, depuis le moment de la nouvelle lune jusqu'à celui du premier quartier, on dit qu'on est dans la nouvelle lune; depuis le moment du premier quartier jusqu'au moment de la pleine lune, on dit qu'on est dans le premier quartier; et ainsi de suite.

§ 198. **Lumière cendrée.** — L'exactitude des idées qui viennent d'être développées, pour expliquer les phases de la lune, est pleinement confirmée par un phénomène que tout le monde peut observer avec la plus grande facilité. Lorsque la lune ne présente encore qu'un croissant assez faible, et qu'on la regarde attentivement, quelque temps après le coucher du soleil, on distingue sans peine la totalité de son contour. La partie de sa surface qui n'est pas directement éclairée par le soleil, se trouve très légèrement illuminée, *fig.* 260 ; ce qui fait qu'aucune portion de l'hémisphère tourné vers la terre n'est invisible. Cette faible lumière est désignée sous le nom de *lumière cendrée*. A mesure que la lune s'éloigne du soleil, et que, par conséquent, son croissant s'épaissit, l'intensité de la lumière cendrée diminue, et cette lumière finit par disparaître complétement avant que la lune arrive à son premier quartier. La lumière cendrée reparaît quelque temps après le dernier quartier, lorsque la lune reprend la forme d'un croissant : mais alors, pour l'apercevoir, il faut regarder la lune le matin, un peu de temps avant le lever du soleil. Voici à quoi tient ce phénomène remarquable.



Fig. 260.

La lune renvoie à la terre la lumière qu'elle reçoit du soleil, et c'est ainsi qu'elle nous éclaire pendant la nuit. Mais la terre doit agir de même par rapport à la lune. La terre, éclairée par le soleil, doit renvoyer à la lune une portion de la lumière qu'elle reçoit. Pour un observateur placé sur la lune, la terre doit présenter des phases entièrement pareilles à celles que la lune nous présente; la terre doit donc également éclairer les nuits de la lune, et les éclairer

plus ou moins, suivant la phase dans laquelle elle se trouve. Si l'on remarque en outre que, comme nous le verrons bientôt, la terre a de plus grandes dimensions que la lune, on verra que la lumière envoyée par la terre à la lune doit être plus grande que celle envoyée par la lune à la terre dans des circonstances analogues. Or, on reconnaît sans peine que, lorsque la lune est en A, *fig.* 259, c'est-à-dire lors de la nouvelle lune, la terre doit être *pleine* pour un observateur placé sur la lune; que de même, lorsque la lune est pleine, en E, la terre doit être *nouvelle* pour cet observateur : en un mot, la lune et la terre présentent en même temps des phases directement opposées, pour des observateurs placés sur l'un et sur l'autre de ces deux corps. C'est donc au moment de la nouvelle lune que l'hémisphère de la lune non éclairé par le soleil reçoit le plus de lumière de la terre; depuis la nouvelle lune jusqu'à la pleine lune, la terre éclaire de moins en moins cette partie de la lune qui n'est pas tournée vers le soleil; à l'époque de la pleine lune, la terre n'envoie plus aucune lumière à la lune; et enfin, de la pleine lune à la nouvelle lune, la partie de la lune qui n'est pas directement éclairée par le soleil reçoit de la terre une quantité de lumière de plus en plus grande. On comprend d'après cela que, pendant un certain temps, avant et après la nouvelle lune, cette partie de la lune qui ne reçoit pas de lumière venant directement du soleil, peut être assez fortement éclairée par la terre pour que nous l'apercevions. Telle est la cause à laquelle on doit attribuer la lumière cendrée. Si l'on fait attention à la grande lumière que la pleine lune projette sur la terre pendant nos nuits, et si l'on observe que la terre, en vertu de ses plus grandes dimensions, doit encore plus fortement éclairer la lune dans les circonstances analogues, on verra que l'explication qui vient d'être donnée pour la lumière cendrée n'a rien d'exagéré.

A partir du moment où l'on a pu commencer à observer la lumière cendrée, après une nouvelle lune, l'intensité de cette lumière diminue progressivement, et elle finit par disparaître au bout de peu de jours. Cela tient à deux causes qui agissent dans le même sens. D'une part, ainsi que nous l'avons dit, la terre éclaire de moins en moins la partie obscure de la lune. D'une autre part, l'élargissement progressif du croissant de la lune fait que la quantité de lumière qui en vient tend de plus en plus à masquer la lumière faible et décroissante de la partie qui n'est pas directement éclairée par le soleil; et cela, soit par un simple effet de contraste, soit parce que les régions de l'atmosphère terrestre que traversent les rayons venant de la lune sont de plus en plus éclairées.

§ 199. **Forme du disque de la lune.** — La lune ayant des dimensions apparentes très appréciables, il est nécessaire, comme pour le soleil, de faire choix d'un de ses points, auquel se rapporteront constamment les observations destinées à fixer de temps en temps sa position sur la sphère céleste. Mais ce choix ne peut se faire convenablement, qu'autant qu'on a une idée nette de la forme sous laquelle se présente la lune, ou plutôt de la forme qu'elle présenterait, si l'on voyait constamment la totalité de la face qu'elle tourne vers la terre.

Les diverses phases de la lune trouvent leur explication toute naturelle, dès qu'on suppose que la lune est un corps arrondi, ou sphéroïdal, comme la terre. S'il en est réellement ainsi, la lune devrait nous apparaître sous la forme d'un disque circulaire ou à peu près circulaire, dans le cas où toute sa surface serait éclairée. Nous ne pouvons pas vérifier, à une époque quelconque, si le disque complet de la lune a bien, en effet, la forme d'un cercle, puisque nous ne pouvons habituellement apercevoir qu'une portion plus ou moins grande de ce disque. Mais cette vérification devient possible dans deux circonstances différentes : d'une part, au moment de la pleine lune ; d'une autre part, lorsque la lune ne présente qu'un croissant délié, et que toute la portion de sa surface, qui est tournée de notre côté, se trouve illuminée par la lumière cendrée. En employant alors les mêmes moyens que pour le soleil (§§ 121 et 122), on reconnaît que le disque de la lune est exactement circulaire ; ou du moins, s'il y a des différences entre la forme réelle de ce disque et un cercle, elles sont trop petites pour que l'observation puisse les constater.

Dès le moment que le disque complet de la lune est circulaire, comme celui du soleil, il est naturel d'opérer pour le premier astre comme pour le second, c'est-à-dire de rapporter au centre du disque toutes les observations destinées à déterminer la position de l'astre sur la sphère céleste. Ainsi on mesurera, à diverses époques, l'ascension droite et la déclinaison du centre de la lune, et la comparaison des valeurs que prendront successivement ces deux angles permettra d'étudier la marche de la lune dans le ciel.

§ 200. **Observation du centre de la lune.** — Le centre du disque de la lune n'est pas un point que l'on puisse viser directement, comme on vise une étoile. On est donc obligé d'avoir recours à un moyen détourné, pour suppléer à cette observation directe, et trouver les résultats qu'elle aurait fournis. Nous avons déjà vu quelque chose d'analogue pour le soleil (§ 125) : nous avons dit que l'ascension droite du centre de l'astre s'obtenait en prenant la

moyenne des heures des passages du bord occidental et du bord oriental de son disque dans le plan du méridien ; et que, de même, la moyenne des nombres obtenus en observant le bord supérieur et le bord inférieur du disque, à l'aide du cercle mural, fournissait la déclinaison du centre.

Il suffirait évidemment d'opérer pour la lune comme pour le soleil, si la totalité de son disque restait constamment visible. Mais il n'en est pas ainsi : on ne voit, la plupart du temps, qu'une moitié du contour circulaire du disque. Lorsque la lune traverse le méridien, on ne peut observer le passage que de l'un de ses deux bords ; le bord oriental est invisible depuis le moment où la lumière cendrée disparaît, après une nouvelle lune, jusqu'au moment de la pleine lune suivante ; et le bord occidental est invisible à son tour, depuis la pleine lune jusqu'à ce que la lumière cendrée commence à reparaître. De même on ne peut généralement observer au cercle mural que le bord inférieur ou le bord supérieur du disque de la lune.

La connaissance du diamètre apparent de la lune devient alors nécessaire, pour que, de l'observation d'un seul bord du disque, on puisse conclure ce qu'aurait fourni l'observation directe du centre. Ce diamètre apparent varie d'une époque à une autre, comme nous le verrons bientôt ; il varie même sensiblement d'une heure à une autre d'une même journée : il est donc important de connaître sa valeur pour l'instant même auquel on fait l'observation d'un des bords du disque. On peut y parvenir sans peine, en le mesurant à l'instant dont il s'agit, soit au moyen du micromètre à fils parallèles (§ 121), soit au moyen de l'héliomètre (§ 122). Il est vrai que cela semble supposer que le disque de la lune est complétement visible : mais il n'en est rien. Dès qu'on peut apercevoir la lune, on voit toujours une moitié de son contour circulaire ; il suffit de mesurer l'angle compris entre les deux extrémités de cette demi-circonférence, pour avoir le diamètre apparent de la lune.

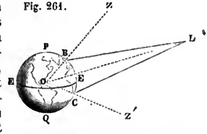
Pour déterminer la déclinaison du centre de la lune, on observe le bord inférieur du disque, ou bien son bord supérieur, au moyen du cercle mural, et l'on trouve ainsi la déclinaison de ce bord ; on n'a plus alors qu'à ajouter ou retrancher le demi-diamètre de la lune, suivant les cas, pour obtenir la déclinaison du centre. Pour déterminer l'ascension droite du centre de la lune, on opère d'une manière analogue : on observe l'heure du passage du bord oriental ou du bord occidental du disque au méridien, et l'on ajoute, ou l'on retranche la moitié du temps que le disque tout entier emploie à traverser le méridien ; ce temps se calcule d'après la grandeur du

diamètre apparent de la lune au moment de l'observation, et d'après la valeur de la déclinaison de son centre.

§ 201. **Parallaxe de la lune ; sa distance à la terre.** — Après que nous nous sommes rendu compte de la distance qui nous sépare du soleil, nous avons observé que l'astre, vu d'un point de la surface de la terre, ne devait pas nous paraître occuper la même place dans le ciel que si nous étions au centre de notre globe (§ 149); en sorte que, par suite de la rotation de la terre sur elle-même, et du déplacement qui en résulte pour le lieu d'observation, nous ne pouvons pas regarder les directions suivant lesquelles l'astre nous apparaît successivement comme partant d'un même point. Nous avons alors expliqué comment on peut se mettre à l'abri des complications qu'entraîne cette circonstance, en apportant certaines corrections aux résultats fournis directement par l'observation, de manière à les ramener à ce qu'ils auraient été, si l'on avait observé l'astre du centre même de la terre. Ce que nous avons dit pour le soleil, nous pouvons le répéter pour la lune. Mais l'effet de ce que nous avons nommé la parallaxe de l'astre est ici beaucoup plus marqué que pour le soleil, attendu que la lune est bien moins éloignée de nous que cet astre. L'effet de la parallaxe du soleil est assez faible pour que nous ayons pu en faire abstraction d'abord, dans l'étude des lois du mouvement du soleil, sans qu'il en soit résulté le moindre inconvénient. Pour la lune, au contraire, cet effet de parallaxe est extrêmement prononcé; et nous arriverions à des résultats tout à fait inexacts, si nous n'en tenions pas compte immédiatement.

La parallaxe horizontale de la lune (§ 148) se détermine de la manière suivante. Concevons que deux astronomes se trouvent en deux lieux B, C, *fig.* 261, situés sur un même méridien terrestre, et qu'ils observent en même temps la lune L, à l'instant de son passage dans le méridien de ces deux lieux. Chacun d'eux pourra déterminer, à cet instant, la distance zénithale LBZ, ou LCZ', du centre de la lune, en mesurant la distance zénithale du bord supérieur ou du bord inférieur du disque, et ajoutant ou retranchant la moitié de son diamètre apparent. Les latitudes géographiques des deux lieux d'observation B, C, étant connues, on en déduira immédiatement la valeur de l'angle BOC, qui sera la différence ou la somme de ces deux latitudes, suivant que B et C se trouveront sur

Fig. 261.



un même hémisphère de la terre, ou bien de part et d'autre de l'équateur terrestre. Cela posé, on construira sans peine le quadrilatère BOCL : on tracera d'abord une circonférence de cercle avec un rayon OB pris à volonté ; on mènera, par son centre O, deux lignes OBZ, OCZ', faisant entre elles l'angle BOC trouvé au moyen des latitudes des deux lieux d'observation ; on fera en B et en C les angles ZBL, Z'CL, égaux aux distances zénithales obtenues dans ces deux lieux ; et les lignes BL, CL, se couperont en L, de manière à former le quadrilatère. Cette figure étant construite, on en déduira les angles BLO, CLO, qui sont les parallaxes de hauteur de la lune, pour les observateurs placés en B et en C ; quant à la parallaxe horizontale de l'astre, on peut la déduire de ces parallaxes de hauteur, ou bien l'obtenir directement, en prenant l'angle que fait la ligne OL avec une tangente au cercle menée par le point L. Cette construction graphique, suffisante quand on se contente d'une grossière approximation, peut d'ailleurs être remplacée par une méthode de calcul, qui conduise aux mêmes résultats, avec une exactitude beaucoup plus grande.

Tel est le principe de la mesure de la parallaxe horizontale de la lune, principe qui peut être appliqué à la mesure de la parallaxe d'un astre quelconque, mais qui ne donne des résultats d'une précision convenable que pour la lune, en raison de la petitesse de la distance de cet astre à la terre, relativement aux distances des autres astres. Quand on en fait l'application, on est obligé de le modifier un peu, pour pouvoir tenir compte de ce que les deux lieux d'observation ne sont jamais exactement sur un même méridien terrestre ; de ce que les rayons OB, OC de la terre, qui aboutissent à ces deux lieux, ne sont pas exactement dirigés suivant les verticales qui leur correspondent ; et enfin de ce que les divers rayons de la terre, tels que OB, OC, ne sont pas tous égaux entre eux. Nous n'entrerons pas dans le détail des modifications à apporter à la méthode précédente par les diverses causes qui viennent d'être signalées, et nous nous contenterons d'en avoir fait sentir la nécessité.

§ 202. La parallaxe horizontale de la lune dépend à la fois de la distance du centre de la lune au centre de la terre, et du rayon de la terre ; et comme les divers rayons de la terre sont inégaux, on ne peut pas faire connaître la valeur de la parallaxe de la lune sans indiquer en même temps à quel rayon terrestre cette parallaxe se rapporte. C'est ordinairement au rayon de l'équateur que l'on rapporte la parallaxe horizontale de la lune, et on lui donne, pour cette raison, le nom de *parallaxe horizontale équatoriale*. Cette parallaxe n'est autre chose que la moitié du diamètre apparent que pré-

senterait la terre vue de la lune, si la surface de la terre était une sphère ayant pour rayon celui de l'équateur terrestre.

Des observations faites en même temps par Lalande à Berlin, et Lacaille au cap de Bonne-Espérance, dans l'année 1756, ont permis de déterminer la parallaxe de la lune avec une grande exactitude. On a trouvé ainsi que la parallaxe horizontale équatoriale a une valeur moyenne de 57′40″; sa valeur est tantôt plus grande, tantôt plus petite que cette valeur moyenne : elle varie entre 53′53″ et 61′27″.

La parallaxe horizontale de la lune, pour un lieu quelconque de la surface de la terre, et à un instant déterminé, est plus ou moins grande, suivant que le rayon terrestre aboutissant à ce lieu est lui-même plus ou moins grand; et comme le rayon de l'équateur est le plus grand des rayons de la terre, il en résulte que la parallaxe horizontale équatoriale est plus grande que la parallaxe horizontale relative à un lieu quelconque non situé sur l'équateur, et correspondant au même instant. Ainsi, tandis que la parallaxe horizontale équatoriale de la lune a sa valeur moyenne de 57′40″, la parallaxe horizontale de cet astre est seulement de 57′33″,5 à Paris, et de 57′28″,5 au pôle.

Une parallaxe de 57′40″ correspond à une distance de l'astre égale à près de 60 fois le rayon de la terre; le rapport exact de la distance de l'astre au rayon de la terre, dans ce cas, est égal à 59,617. La distance de la lune à la terre est donc, en moyenne, environ 60 fois plus grande que le rayon de l'équateur terrestre; cette distance varie entre 56 fois et 64 fois le même rayon (plus exactement : 55,947, et 63,802). D'après les dimensions de la terre (§ 109), on trouve sans peine que la distance moyenne de la lune à la terre est de 95 000 lieues de 4 kilomètres.

On voit par là combien la lune est moins éloignée de nous que le soleil. La distance du soleil à la terre est moyennement de 24 000 rayons terrestres (§ 148), tandis que celle de la lune à la terre ne contient que 60 de ces rayons : la première distance est donc 400 fois plus grande que la seconde.

Nous avons dit (§ 148) qu'Aristarque de Samos avait attribué à la parallaxe du soleil une valeur de 3′ : voici par quelles considérations il y a été conduit. Il remarqua avec raison que, à l'instant précis où la lune est à son premier quartier, c'est-à-dire où le soleil éclaire exactement la moitié de l'hémisphère lunaire qui est tourné vers nous, le soleil, la lune et la terre doivent former les sommets d'un triangle rectangle SLT, *fig.* 262, dont l'angle droit est en L. Il en résulte que l'angle en S est le complément de l'angle en T; en

sorte qu'il suffit de mesurer ce dernier angle, pour en conclure tout de suite l'angle LST. Or, il trouva par l'observation que l'angle STL

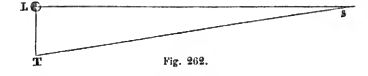


Fig. 262.

était d'au moins 87°; en adoptant cette valeur, il en conclut que l'angle LST était de 3°. Ainsi l'angle sous lequel un observateur placé sur le soleil verrait de face le rayon de l'orbite de la lune, était de 3°, d'après Aristarque; et comme le rayon de la terre est 60 fois plus petit que le rayon de l'orbite de la lune, il en résultait nécessairement pour la parallaxe du soleil une valeur 60 fois plus petite, c'est-à-dire que cette parallaxe était de 3'. On voit combien Aristarque était loin de la vérité; puisque, suivant lui, la distance du soleil à la terre était à peine 20 fois plus grande que celle de la lune à la terre, tandis que le rapport de ces deux distances est 400. Sa méthode, très ingénieuse du reste, ne pouvait pas le conduire à un résultat exact, tant à cause de la petitesse excessive de l'angle LST, qu'en raison du peu de précision des moyens d'observation dont il disposait.

En comparant le rayon du soleil, qui contient 112 rayons terrestres, avec la distance moyenne de la lune à la terre, qui n'en contient que 60, on arrive à une conséquence curieuse. Si l'on supposait que le centre du soleil fût mis en coïncidence avec le centre de la terre, la surface de cet astre serait de beaucoup au delà de la lune, puisque son rayon est presque double de la distance de la lune à la terre. Nous trouvons là un moyen simple de nous faire une idée de l'immensité de l'astre auquel nous devons la presque totalité de la lumière et de la chaleur que nous recevons sur la terre.

§ 203. Pour ramener les résultats des observations de la lune, faites en un lieu quelconque de la terre, à ce qu'ils seraient si l'observateur eût été placé au centre du globe, on opère exactement comme pour le soleil (§ 149). L'effet de la parallaxe sur la position apparente du centre de la lune dans le ciel se fait sentir tout entier dans le plan vertical qui le contient; il consiste uniquement en une augmentation de la distance zénithale de ce centre, augmentation qui est d'autant plus grande que l'astre est plus éloigné du zénith. Pour faire disparaître cet effet de parallaxe, il suffit de

diminuer la distance zénithale du centre de la lune d'une quantité égale à sa parallaxe de hauteur. Cette parallaxe de hauteur, dont la connaissance est nécessaire pour effectuer la correction de la position de la lune, peut être déterminée de la manière suivante. Lors des observations faites simultanément dans deux lieux B, C, *fig.* 264, pour trouver la valeur de la parallaxe horizontale de la lune, on a mesuré le diamètre apparent de l'astre dans chacun de ces deux lieux ; la construction du quadrilatère BOCL a d'ailleurs fourni les grandeurs des distances BL, CL : c'est-à-dire que, pour le point B, par exemple, l'observation a fait connaître à la fois le diamètre apparent de la lune et la distance de l'astre à l'observateur. Or, on sait que le diamètre apparent d'un astre varie en raison inverse de la distance qui le sépare du lieu de l'observation : il suffit donc de mesurer le diamètre apparent de la lune à une époque quelconque, pour en conclure, par une simple proportion, la distance à laquelle elle se trouve du lieu où l'on est placé. D'après cela, lorsqu'on a observé la position du centre de la lune dans le ciel, il n'est pas difficile de trouver sa parallaxe de hauteur, pour ramener la lune au point où on l'aurait vue du centre de la terre : on mesure le diamètre apparent de son disque ; on en conclut sa distance AL, *fig.* 263, au lieu d'observation ; on connaît d'ailleurs sa distance zénithale apparente LAZ, et par suite on peut construire le triangle OAL, qui permet de mesurer la parallaxe OLA.

Fig. 263.

Ce moyen de déterminer la parallaxe de hauteur de la lune, à une époque quelconque, est celui que l'on devrait employer, si l'on n'avait pas à sa disposition les résultats des observations antérieures. Mais il n'en est pas ainsi. Les mouvements des astres sont connus avec une grande précision, et l'on peut faire connaître d'avance, pour une époque quelconque, les positions qu'ils doivent occuper par rapport à la terre. La *Connaissance des temps*, qui n'est autre chose que le recueil des prédictions faites ainsi plusieurs années d'avance, relativement aux positions des astres dans le ciel, fournit la valeur de la parallaxe horizontale équatoriale de la lune, pour les diverses époques de chaque année. On peut donc y prendre la valeur de cette parallaxe pour le moment de l'observation qu'on veut corriger; et en la diminuant dans le rapport du rayon de la terre aboutissant au lieu d'observation, au rayon de l'équateur

terrestre, rapport qui, pour Paris, est égal à 0,9981, on trouve la parallaxe horizontale de la lune qui convient au lieu où l'on est placé et à l'instant où l'on a fait l'observation. On en déduit alors la parallaxe de hauteur de l'astre, comme il a été dit pour le soleil (§ 149).

La correction qui vient d'être indiquée pour la distance zénithale de la lune, et qui consiste à en retrancher la valeur de sa parallaxe de hauteur, devra être appliquée au résultat fourni par l'observation de l'astre au cercle mural (§ 149). Quant au résultat de l'observation à la lunette méridienne, il n'a pas besoin d'être corrigé ; la parallaxe n'a pas la moindre influence sur l'instant du passage de l'astre dans le plan du méridien.

La grandeur de la parallaxe de la lune fait comprendre la nécessité qu'il y a à faire la correction qui s'y rapporte, avant de chercher à se rendre compte du mouvement de la lune dans le ciel. Le diamètre apparent de la lune est d'environ un demi-degré; sa parallaxe horizontale est donc presque le double de ce diamètre, en sorte que, lorsque la lune est près de l'horizon, elle nous paraît entièrement au-dessous de certaines étoiles, que nous verrions au contraire au-dessous d'elle, si nous étions placés au centre de la terre. Lorsque la lune approche du zénith, l'effet de la parallaxe devient très faible. Les différentes positions que la lune occupe successivement parmi les constellations sont donc très inégalement modifiées aux diverses heures d'une même journée; et si l'on ne tenait pas compte de l'effet de la parallaxe, on trouverait son mouvement beaucoup plus complexe qu'il ne l'est en réalité. Malgré le peu d'exactitude des moyens d'observation que possédait Hipparque, ce grand astronome s'aperçut des dérangements que la lune éprouve chaque jour dans le ciel par l'effet de la parallaxe, et il indiqua la marche à suivre pour tenir compte de cet effet, en rapportant toutes les observations au centre de la terre.

§ 204. **Variation diurne du diamètre apparent de la lune.** — Par le seul fait de la rotation de la terre sur elle-même, chaque jour nous nous rapprochons et nous nous éloignons alternativement de la lune. Or, la distance de la lune à la terre n'est pas assez grande pour que ce déplacement diurne que nous éprouvons autour de l'axe de la terre ne fasse pas varier d'une manière très sensible la grandeur du diamètre apparent de la lune. Les choses se passent en définitive de la même manière que si, la terre restant immobile, la lune prenait successivement différentes positions L, L′, L″, *fig.* 264, toutes également éloignées du centre O de notre globe, mais plus ou moins rapprochées de la verticale AZ du lieu d'observation. Lorsque la lune se trouve à l'horizon même du point A,

sa distance à ce point est sensiblement égale à la distance OL ; si, au contraire, la lune vient se placer au zénith du point A, sa distance à ce point est plus petite que OL d'une quantité égale au rayon OA de la terre, rayon qui est à peu près la soixantième partie de OL. Donc, lorsque la lune passe de l'horizon d'un lieu à son zénith, tout en restant à une même distance du centre de la terre, son diamètre apparent doit augmenter à peu près dans le rapport de 59 à 60 ; c'est-à-dire que, si le diamètre de la lune à l'horizon est d'environ 31 minutes et demie, ce qui est à peu près sa valeur moyenne, ce diamètre devient de plus de 32 minutes, lorsque la lune vient se placer au zénith. On comprend par là, qu'à mesure que la lune s'éloigne de l'horizon pour se rapprocher du zénith, c'est-à-dire depuis son lever jusqu'à son passage au méridien du lieu, son diamètre apparent doit augmenter d'une manière très sensible ; et qu'ensuite, lorsque la lune a dépassé le méridien, et qu'elle se rapproche de plus en plus de l'horizon, son diamètre apparent doit diminuer, pour prendre, au moment du coucher de l'astre, la valeur qu'il avait à son lever.

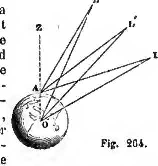


Fig. 264.

Remarquons en passant que cette variation diurne du diamètre apparent de la lune est précisément contraire à ce que nous indique le témoignage de nos sens. La lune nous semble plus grosse à l'horizon que lorsqu'elle s'est élevée à une certaine hauteur : mais en effectuant la mesure du diamètre apparent de l'astre à diverses distances du zénith, on reconnaît que cette diminution des dimensions de l'astre, à mesure qu'il s'élève, est une pure illusion, et qu'au contraire le diamètre apparent de l'astre est d'autant plus grand que sa distance zénithale est plus petite. Nous avons déjà parlé de cette illusion d'optique à l'occasion du soleil (§ 124) ; tout ce que nous en avons dit est directement applicable à la lune.

On a souvent besoin de connaître, à une époque quelconque, le diamètre apparent de la lune, tel qu'on le verrait, si l'on était placé au centre de la terre. Ce diamètre n'est pas le même que celui que l'on observe du lieu où l'on se trouve sur la surface du globe : mais il peut s'en déduire facilement. Nous avons dit (§ 203) que la mesure du diamètre apparent de la lune vue du point A, *fig.* 263, et de la distance zénithale LAZ de son centre, permet de construire le triangle OAL. Ce triangle étant construit, on en conclut le rap-

port des deux distances AL, OL, rapport qui est précisément égal à celui du diamètre apparent de la lune, vue du point O, au diamètre apparent du même astre vu du point A : en multipliant le diamètre apparent de la lune, observé en A, par ce rapport de AL à OL, on trouvera le diamètre apparent relatif au point O.

La détermination de la position du centre de la lune dans le ciel, par l'observation d'un des bords de son disque, suppose que l'on connaît le diamètre apparent de ce disque, vu du lieu où l'on est placé (§ 200). Nous avons dit que ce diamètre peut être obtenu par l'observation directe; mais il est préférable de le tirer de la *Connaissance des temps*. Or, ce recueil, ne pouvant pas donner le diamètre apparent de la lune pour les divers lieux de la surface de la terre, et pour les diverses heures de chaque jour dans chacun de ces lieux, fait connaître seulement les valeurs du diamètre apparent de l'astre vu du centre de la terre, pour les diverses époques de chaque année. On a donc besoin de faire subir une correction au diamètre apparent de la lune, fourni par la *Connaissance des temps* pour le moment de l'observation, afin de le rapporter au lieu où l'on est placé. Cette correction est précisément l'inverse de celle que nous venons d'indiquer pour déduire le diamètre apparent de la lune vue du centre de la terre, du diamètre de cet astre vu d'un point de la surface du globe terrestre. A l'aide de la distance zénithale LAZ, *fig.* 263, fournie par l'observation directe, et de la parallaxe de hauteur OLA, déduite de la parallaxe horizontale donnée par la *Connaissance des temps*, on peut construire le triangle OAL; ce triangle permet de déterminer les longueurs des côtés AL, OL; en multipliant le diamètre apparent de la lune, relatif au point O, par le rapport de OL à AL, on trouve le diamètre apparent de l'astre, relatif au point A.

§ 205. **Dimensions de la lune.** — La connaissance de la parallaxe de la lune va nous permettre de déterminer immédiatement les dimensions de cet astre. Pour cela nous n'aurons qu'à suivre la marche que nous avons déjà suivie pour le soleil (§ 150). La parallaxe horizontale équatoriale de la lune a une valeur moyenne de 57′ 40″, ou 3460″; au moment où elle a cette valeur, le diamètre apparent de la terre, vue du centre de la lune, est égal au double de 3460″, ou 6920″. Au même moment, le diamètre apparent de la lune, vue du centre de la terre, est de 31′ 25″,7 ou 1885″,7. Le rapport du rayon de la lune au rayon de l'équateur de la terre est donc égal au rapport de 1885,7 à 6920, rapport qui est à très peu près celui de 3 à 11. Ainsi le rayon de la lune est les $\frac{3}{11}$ du rayon de la terre, c'est-à-dire un peu plus du quart de ce dernier rayon. Le volume

de la lune, supposée sphérique, est environ $\frac{1}{49}$ de celui de la terre.

La *fig.* 265 peut donner une idée des grandeurs relatives de la terre et de la lune. Le plus grand des deux cercles représente la terre, et le plus petit la lune. Pour que la distance des deux cercles pût figurer en même temps la distance moyenne de la lune et de la terre, il faudrait que leurs centres fussent éloignés l'un de l'autre de $0^m,641$. A la même échelle, le soleil serait représenté par un cercle de $1^m,204$ de rayon ; et le centre de ce cercle devrait être à 258 mètres du centre de celui qui représente la terre.

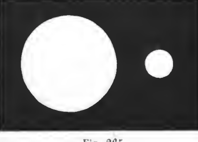


Fig. 265.

§ 206. **Mouvement de la lune sur la sphère.** — Avant d'entrer dans l'étude des lois du mouvement de la lune, résumons ce qui a été dit dans les paragraphes précédents, relativement aux observations à faire, et aux corrections à apporter aux résultats des observations directes, pour obtenir les positions successives dans lesquelles le centre de la lune serait aperçu par un observateur placé au centre de la terre. Chaque jour, lorsque la lune passe au méridien du lieu où l'on est placé, on peut observer le bord de son disque à la lunette méridienne et au cercle mural. En corrigeant les résultats de ces observations (§ 200), d'après la valeur du diamètre apparent de la lune, mesuré directement (§ 200), ou déduit des indications que fournit la *Connaissance des temps* (§ 204), on trouve l'ascension droite et la déclinaison du centre de la lune vu du lieu d'observation. L'ascension droite ainsi obtenue est la même que celle que l'on aurait trouvée si l'on eût été placé au centre de la terre pour observer l'astre ; mais il n'en est pas de même de la déclinaison, qui doit être, suivant les cas, diminuée ou augmentée de la parallaxe de hauteur de l'astre (§ 149), pour devenir égale à ce qu'elle aurait été pour un observateur placé au centre de la terre. Quant à cette parallaxe de hauteur, elle peut être obtenue (§ 203), soit en la déduisant de la valeur du diamètre apparent de la lune mesuré directement, et combiné avec la distance zénithale de son centre, soit en la tirant des indications fournies par la *Connaissance des temps* combinées également avec la distance zénithale.

D'un jour au jour suivant, la position de la lune sur la sphère

céleste change d'une manière très notable, comme nous l'avons déjà dit (§ 194). Pour se faire une idée de l'ensemble des déplacements qu'elle éprouve ainsi successivement, on peut opérer comme pour le soleil (§ 128), en marquant sur un globe céleste les divers points où elle s'est trouvée aux époques auxquelles elle a été observée. On reconnaît ainsi qu'au bout d'un peu plus de 27 jours, la lune a fait tout le tour de la sphère, pour revenir à peu près à son point de départ; et que, pendant cet intervalle de temps, elle a décrit à peu près un grand cercle de la sphère, en marchant dans le même sens que le soleil, c'est-à-dire d'occident en orient.

Pendant une nouvelle période de temps égale à la précédente, la lune fait encore le tour de la sphère, en parcourant également la circonférence d'un grand cercle; les mêmes circonstances se reproduisent pendant une troisième période de même durée que chacune des deux précédentes; et ainsi de suite. Mais si l'on trace sur un globe céleste la circonférence de grand cercle que la lune décrit à chaque révolution, et que l'on mesure l'inclinaison de ce grand cercle sur l'équateur, on trouve que cette inclinaison n'est pas toujours la même; elle varie d'une révolution à la suivante, de manière à passer successivement par divers états de grandeur, entre deux limites qui sont environ $18^{\circ}\frac{1}{2}$ et $28^{\circ}\frac{1}{2}$.

Au lieu de comparer le grand cercle que la lune décrit sur la sphère à chaque révolution, avec l'équateur céleste, on peut le comparer avec l'écliptique, et chercher de même l'angle qu'il fait avec ce dernier cercle. Le résultat auquel on arrive est alors tout différent de celui qui vient d'être énoncé. On trouve que l'angle de l'orbite de la lune avec l'écliptique ne varie pas; il conserve constamment une valeur d'environ 5 degrés.

§ 207. Pour se rendre compte d'une manière convenable des circonstances que nous venons de signaler, et qui résultent d'un premier examen des positions qu'occupe successivement la lune parmi les constellations, il est nécessaire de regarder les choses de plus près.

En examinant attentivement la suite des positions que la lune prend sur la sphère, pendant qu'elle fait un tour entier, on reconnaît qu'à la fin de ce tour elle ne vient pas repasser exactement dans les lieux où on l'avait vue au commencement; la courbe que nous lui voyons décrire sur la sphère céleste ne se ferme pas, *fig.* 266; cette courbe, après avoir coupé l'écliptique ABCD en N, vient traverser de nouveau ce grand cercle en N', un peu à côté du point N. Dans un second tour, elle parcourt une nouvelle courbe non fermée, analogue à la précédente, mais occupant une position

un peu différente sur la sphère; il en est de même de la courbe qu'elle décrit dans un troisième tour, et ainsi de suite. En sorte que la lune se meut à travers les constellations, en décrivant sur la sphère une courbe complexe, formée de diverses spires qui se croisent successivement, en s'écartant de plus en plus de la première que l'on a considérée. On pourrait comparer ces spires successives à celles que forme un fil qu'on enroule sur une pelote ronde, lorsqu'on opère cet enroulement de manière à conserver à la pelote sa forme arrondie.

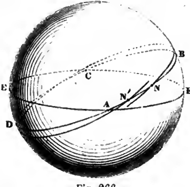


Fig. 266.

Pour simplifier l'indication des circonstances que présente ce mouvement de la lune, pour ne pas avoir à définir directement la courbe complexe qu'elle décrit sur la sphère, on a recours à un moyen qui est d'un usage fréquent en astronomie. On imagine que la lune se meut sur un cercle, qui se déplace lui-même peu à peu sur la sphère, à mesure que la lune le parcourt. On comprend tout de suite que ce moyen doit permettre de se rendre compte d'un mouvement quelconque; mais on va voir qu'il se prête on ne peut mieux à la représentation du mouvement de la lune.

Le premier examen des résultats de l'observation nous avait fait voir que la lune décrit un grand cercle de la sphère céleste. Le mouvement de la lune ne présentant ce caractère de simplicité que quand on s'en tient à une grossière approximation, concevons que le grand cercle que nous avions trouvé, et que nous regarderons toujours comme étant l'orbite de la lune, se meuve lentement sur la sphère, de manière à y occuper successivement diverses positions; nous pourrons ainsi satisfaire à toutes les conditions du mouvement de la lune, tel qu'il résulte des observations les plus précises. La discussion d'observations nombreuses, faites à des époques très diverses, a fait reconnaître qu'on pouvait regarder le grand cercle, dont nous venons de parler, comme animé d'un mouvement uniforme de rotation autour de l'axe de l'écliptique, dans le sens rétrograde (§ 162). En sorte que, malgré ce déplacement continuel de l'orbite de la lune, l'angle qu'elle fait avec l'écliptique conserve constamment la même valeur, qui est de 5° 8′ 48″.

Il est aisé de voir que la variation de l'obliquité de l'orbite de la

lune sur l'équateur est une conséquence immédiate du mouvement de rotation de cette orbite autour de l'axe de l'écliptique. Soient en effet ABCD l'écliptique, *fig.* 267, EE l'équateur, NLN'L' l'orbite de la lune, OP l'axe du monde, OK l'axe de l'écliptique, et OR une perpendiculaire au plan de l'orbite de la lune, perpendiculaire que nous nommerons l'axe de cette orbite. Dans le mouvement de rotation de l'orbite NLN'L' autour de l'axe OK de l'écliptique, le point R, pôle de cette orbite, parcourt un petit cercle R'RR'' autour du point K; l'axe OR décrit un cône de révolution dont l'axe de figure est la ligne OK. Dans ce mouvement, l'angle de OR avec OK, qui est toujours égal à l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'écliptique, conserve une valeur constante qui est à peu près 5° 9'. Or à chaque instant l inclinaison de l'orbite de la lune sur l'équateur est égale à l'angle que l'axe OR de cette orbite fait avec l'axe du monde OP : on voit donc que cette inclinaison doit varier comme l'angle POR, en passant par tous les états de grandeur, depuis POR' jusqu'à POR''. Mais l'angle POR' n'est autre chose que l'obliquité de l'écliptique POK, ou 23° 28', diminuée de l'angle KOR ou 5° 9', ce qui fait 18° 19'; de même l'angle POR'' est égal à POK augmenté de KOR, c'est-à-dire que sa valeur est de 28° 37' : c'est donc entre ces deux limites, 18° 19' et 28° 37', que doit varier l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'équateur. On peut observer que ce que nous venons de dire est exactement la même chose que ce que nous avons dit pour expliquer la variation de l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon, à l'occasion de la lumière zodiacale (§ 156).

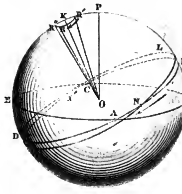


Fig. 267.

§ 208. **Rétrogradation des nœuds de la lune**. — On donne le nom de *nœuds* aux deux points N, N', *fig.* 267, où l'orbite de la lune coupe l'écliptique, c'est-à-dire aux points où se trouve la lune lorsqu'elle passe de l'un à l'autre des deux hémisphères déterminés par ce grand cercle. Le nœud N, où la lune traverse le cercle de l'écliptique, pour se rendre dans l'hémisphère qui contient le pôle boréal, se nomme *nœud ascendant ;* l'autre nœud N' se nomme *nœud descendant*.

L'orbite de la lune étant animée d'un mouvement uniforme de rotation autour de l'axe de l'écliptique, chacun des nœuds N, N', participe à ce mouvement ; ces points se déplacent donc d'un mouvement uniforme, le long de l'écliptique ABCD, et dans le sens de la flèche qui est placée à côté du point N, c'est-à-dire en sens contraire du sens dans lequel le soleil et la lune parcourent leurs orbites respectives. C'est pour cela que le mouvement de rotation de l'orbite de la lune autour de l'axe de l'écliptique est habituellement désigné sous le nom de *rétrogradation des nœuds de la lune.*

Les nœuds de la lune font tout le tour de l'écliptique dans l'espace de 6793^{j},39 ou environ 18 ans $\frac{2}{3}$; au bout de ce temps, chacun des nœuds se retrouve occuper parmi les étoiles exactement la même place qu'au commencement.

C'est sur ce mouvement des nœuds de la lune qu'est réglée l'oscillation de l'axe de la terre autour de sa position moyenne, que nous avons décrite sous le nom de *nutation de l'axe de la terre* (§ 172).

On peut remarquer qu'il y a une grande analogie entre le phénomène de la rétrogradation des nœuds de la lune et celui de la précession des équinoxes. Le plan de l'équateur de la terre ne conserve pas constamment la même direction ; il tourne autour de l'axe de l'écliptique, dans le sens rétrograde, en restant toujours incliné de la même quantité sur le plan de l'écliptique : c'est ce qui constitue la précession. Ce mouvement est entièrement pareil à celui de l'orbite de la lune, dont nous venons d'indiquer les circonstances : il n'en diffère que par la vitesse, qui est beaucoup moindre pour les équinoxes que pour les nœuds de la lune. Nous verrons plus tard que cette analogie entre les deux mouvements est une conséquence naturelle de l'identité des causes qui les produisent.

§ 209. **Nutation de l'orbite de la lune.** — L'analogie que nous venons de signaler, entre la précession des équinoxes et la rétrogradation des nœuds de la lune, est encore augmentée, quand on étudie plus minutieusement les diverses positions que prend successivement le plan de l'orbite de la lune.

On voit en effet que le mouvement uniforme de rotation dont nous venons de parler, autour de l'axe de l'écliptique, ne suffirait pas pour rendre compte exactement de ces positions successives du plan de l'orbite. L'inclinaison de ce plan sur le plan de l'écliptique ne conserve pas rigoureusement la même valeur de 5° 8′ 48″ que nous avons indiquée : elle varie périodiquement de part et d'autre de cette valeur moyenne, entre des limites qui diffèrent l'une de l'autre de 17′ 34″ : en sorte que la plus grande valeur de cette inclinaison est de 5° 17′ 35″, et sa plus petite valeur est de 5° 0′ 1″.

L'inclinaison atteint la première de ces deux valeurs, chaque fois que la lune est en quadrature; et la seconde, chaque fois que cet astre est dans les syzygies.

En outre, le mouvement rétrograde des nœuds de la lune n'est pas rigoureusement uniforme; ce mouvement est tantôt accéléré, tantôt retardé. De telle manière qu'on peut regarder chaque nœud comme animé de deux mouvements, dont l'un serait le mouvement uniforme de rétrogradation dont nous avons parlé dans le paragraphe précédent, et l'autre serait un mouvement d'oscillation de part et d'autre de la position moyenne déterminée par le premier mouvement.

Tycho Brahé, qui a découvert la variation périodique de l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'écliptique, ainsi que le mouvement d'oscillation du nœud de part et d'autre de la position moyenne qu'il aurait s'il rétrogradait uniformément, a fait voir que ces deux circonstances peuvent se relier l'une à l'autre d'une manière très simple. Il suffit pour cela de concevoir que l'axe de l'orbite lunaire éprouve une sorte de nutation, autour de la position qu'il occuperait à chaque instant, s'il ne faisait que tourner uniformément autour de l'axe de l'écliptique, en faisant toujours le même angle avec ce dernier axe. En effet, si l'on imagine que l'axe OR de l'orbite de la lune, *fig.* 268, décrive un certain cône circulaire ROR′, et qu'en même temps l'axe O*r* de ce cône soit animé du mouvement uniforme de rotation autour de OK que nous avions d'abord attribué seul à la ligne OR, on reconnaît que le plan de l'orbite de l'astre vient successivement prendre précisément les positions qui sont indiquées par les observations. Il faut pour cela que l'angle formé par OR avec O*r* reste constamment égal à 8′ 47″, et que l'axe OR de l'orbite de la lune fasse deux fois le tour du cône ROR′ depuis une nouvelle lune jusqu'à la nouvelle lune suivante, c'est-à-dire dans l'espace d'environ 29ʲ ½.

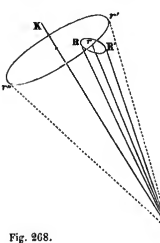


Fig. 268.

Ainsi l'axe de l'orbite de la lune se déplace autour de l'axe de l'écliptique, en vertu d'un double mouvement, comme la ligne des

pôles de la terre. Il y a cependant une différence qu'on a dû remarquer, et qu'il est bon de signaler : c'est que la nutation de l'axe de la terre consiste en un mouvement de cet axe sur un cône à base elliptique (§ 172), tandis que le mouvement analogue de l'axe de l'orbite lunaire s'effectue sur un cône à base circulaire.

§ 210. **Révolutions sidérale et synodique de la lune.** — La comparaison des observations de la lune faites à des époques éloignées les unes des autres, permet de déterminer avec une grande exactitude le temps que l'astre emploie à faire le tour entier de la sphère céleste, et à revenir à une même position par rapport aux étoiles. Ce temps, que l'on désigne sous le nom de ***révolution sidérale de la lune***, était au commencement de ce siècle de $27^j,321661$, ou à peu près 27 jours et un tiers de jour. Il n'a pas toujours eu la même valeur ; on a reconnu qu'il diminue peu à peu depuis l'époque des plus anciennes observations, ou, en d'autres termes, que le mouvement moyen de la lune s'accélère de siècle en siècle.

La durée de la révolution sidérale de la lune est contenue un peu plus de 13 fois dans la durée de l'année ; c'est-à-dire que, pendant que le soleil semble faire un tour autour de la terre, la lune en fait plus de treize.

Lorsque la lune part d'un point d'une certaine constellation, et qu'ensuite elle y revient après avoir fait tout le tour du ciel, elle ne se trouve pas, dans les deux cas, placée de la même manière par rapport au soleil ; parce que cet astre a marché, dans l'intervalle, d'une quantité notable le long du cercle de l'écliptique. Pour que la lune, partant d'une certaine position par rapport au soleil, revienne prendre la même position par rapport à lui, il faut qu'elle fasse plus d'un tour sur la sphère céleste ; il faut qu'elle parcoure une circonférence de cercle, augmentée du chemin que le soleil a décrit pendant le temps dont il s'agit. Ce temps, que la lune emploie à faire un tour entier par rapport au soleil, est ce qu'on nomme la ***révolution synodique de la lune***. Sa valeur, au commencement de ce siècle, était de $29^j,530589$, ou environ 29 jours et demi. Cette valeur, qui dépend à la fois de la durée de l'année et de la durée de la révolution sidérale de la lune, diminue peu à peu, de siècle en siècle, par suite de la diminution de la dernière de ces deux quantités.

§ 211. **Lunaison.** — D'après ce que nous avons dit lors de l'explication des phases de la lune, la nouvelle lune devrait arriver à l'instant précis où le centre de la lune se trouve entre le soleil et la terre, et sur la ligne droite qui joint les centres de ces deux corps. Or, il est extrêmement rare que cette circonstance se réalise ; lors-

que la lune vient passer entre le soleil et la terre, son centre se trouve généralement à une certaine distance du plan de l'écliptique, soit d'un côté, soit de l'autre côté de ce plan, et, par conséquent, il ne traverse pas la ligne droite qui joint le centre du soleil au centre de la terre. On est donc obligé de définir d'une manière un peu différente l'instant auquel on assigne le nom de *nouvelle lune*.

A chaque instant, la longitude et la latitude de la lune (§ 141) ont des valeurs particulières, et ces valeurs varient d'un instant à un autre, en raison du mouvement de la lune dans le ciel. La longitude s'accroît constamment, puisque la lune marche sur la sphère céleste en suivant à peu près le grand cercle de l'écliptique, et cela dans le sens même du mouvement du soleil sur ce cercle; quant à la latitude, elle est tantôt boréale, tantôt australe, puisque l'astre se trouve alternativement d'un côté et de l'autre de l'écliptique. Pour que le centre de la lune fût exactement placé sur la ligne droite qui passe par les centres de la terre et du soleil, il faudrait que la longitude de cet astre fût égale à celle du soleil, et qu'en même temps sa latitude fût nulle. L'existence simultanée de ces deux conditions, au lieu de se reproduire à chaque révolution synodique de la lune, étant au contraire un fait tout exceptionnel et extrêmement rare, on s'en tient à la première; et l'on dit que la lune est nouvelle, lorsque la longitude de son centre est égale à celle du centre du soleil. De même, on dit qu'on est au premier quartier, à la pleine lune, ou au dernier quartier, lorsque la longitude du centre de la lune est plus grande de 90°, de 180°, ou de 270° que celle du centre du soleil.

L'intervalle de temps compris entre deux nouvelles lunes consécutives constitue ce qu'on nomme un mois lunaire, ou une *lunaison*. La durée de cet intervalle de temps n'est autre chose que la révolution synodique de la lune, c'est-à-dire qu'elle est d'environ 29 jours et demi.

§ 212. **Age de la lune; épacte.** — L'*âge de la lune*, à une époque quelconque, est l'indication du nombre de jours écoulés depuis la nouvelle lune précédente jusqu'à l'époque dont il s'agit. La connaissance de cet âge entraîne immédiatement celle de la phase dans laquelle se trouve la lune à la même époque. Il nous est donc utile, dans bien des circonstances, de savoir quel est l'âge de la lune, afin que nous puissions nous rendre compte de la manière dont elle nous éclairera pendant la nuit. Aussi l'âge de la lune est-il donné, pour tous les jours de l'année, dans les principaux annuaires, tels que l'*Annuaire du bureau des longitudes*.

Cet âge de la lune étant ordinairement représenté par un nombre

exact de jours, sans fraction, il est bon de dire de quelle manière on le compte. Pendant 24 heures, à partir de l'instant précis de la nouvelle lune, on dit que la lune a 1 jour; pendant les 24 heures suivantes, on dit qu'elle a 2 jours; et ainsi de suite. L'âge de la lune est donc successivement représenté par les divers nombres entiers, depuis 1 jusqu'à 30. L'*Annuaire du bureau des longitudes* donne l'âge de la lune compté de cette manière, pour chaque jour à midi.

Il existe un moyen simple de déterminer approximativement l'âge de la lune, à une époque quelconque, en se servant uniquement d'un nombre particulier, nommé *épacte*, qui reste le même dans tout le cours d'une même année, et qui change d'une année à une autre. Ce nombre n'est autre chose que l'âge qu'avait la lune au 31 décembre de l'année précédente. Voici comment on s'y prend pour un jour quelconque appartenant à une année non bissextile. On commence par ajouter à l'épacte le nombre des mois entiers écoulés depuis le 1er janvier, ou depuis le 1er mars, jusqu'au jour dont il s'agit, suivant que ce jour est antérieur ou postérieur au 1er mars; puis on ajoute au résultat le nombre qui indique la date du jour dans le mois qui le renferme : la somme ainsi obtenue, diminuée de 30 unités si elle est plus grande que 30, représente l'âge de la lune.

Ainsi, supposons qu'on veuille trouver l'âge de la lune pour le 7 février d'une année pour laquelle l'épacte est 9. On ajoutera d'abord une unité à 9, en raison du mois de janvier compris entre le 1er janvier et le 7 février, ce qui fera 10; puis on ajoutera à ce nombre 7 unités, en raison de la date du jour dont il s'agit, et l'on trouvera ainsi 17 pour l'âge de la lune.

Supposons encore qu'on veuille trouver l'âge de la lune pour le 25 juillet de la même année. On ajoutera d'abord quatre unités à l'épacte 9, en raison de quatre mois entiers (mars, avril, mai, juin) compris entre le 1er mars et le 25 juillet, ce qui fera 13; puis on ajoutera 25 unités (date du jour) à ce nombre 13, et l'on obtiendra 38; le résultat obtenu étant plus grand que 30, on en retranchera 30 unités, et il restera 8 pour l'âge de la lune correspondant au 25 juillet.

Pour nous rendre compte de cette règle, observons d'abord que, si l'on connaît l'âge de la lune pour le dernier jour d'un mois, il suffit évidemment de lui ajouter 1, 2, 3, 4, ... unités, pour avoir l'âge de la lune pour le 1er, le 2, le 3, le 4, ... du mois suivant; et que, dès qu'on obtient ainsi un nombre plus grand que 30, c'est qu'on a dépassé la fin de la lunaison dans laquelle on se trouvait,

pour entrer dans la lunaison suivante : en sorte que, dans ce dernier cas, on n'a qu'à diminuer le nombre obtenu d'une quantité égale à la durée d'une lunaison, c'est-à-dire de 30 (au lieu de 29,53), pour avoir encore l'âge de la lune. Cela posé, nous voyons que la règle appliquée donnera bien l'âge de la lune pour un jour quelconque de janvier; puisque, d'après cette règle, on n'aura qu'à ajouter la date du jour à l'épacte, c'est-à-dire à l'âge qu'avait la lune au 31 décembre précédent, et à diminuer ensuite le résultat de 30 unités, si cela est nécessaire. Pour trouver l'âge de la lune à une époque quelconque du mois de février, il suffit d'ajouter la date correspondante à cette époque, à l'âge de la lune pour le 31 janvier. Or, d'après ce qui vient d'être dit, l'âge de la lune au 31 janvier sera égal à l'épacte augmentée d'une unité : donc la règle conduit bien encore à un résultat exact pour le mois de février. Le 28 février, il s'est écoulé 59 jours depuis le 31 décembre, savoir 31 en janvier, et 28 en février ; or, 59 jours forment à très peu près le double de la durée d'une lunaison : l'âge de la lune, pour le 28 février, est donc précisément égal à l'épacte, et, en conséquence, la règle indiquée donnera bien l'âge de la lune pour toute la durée du mois de mars. En continuant de la même manière à examiner l'application de cette règle aux différents mois de l'année, on verra qu'elle permet de trouver l'âge de la lune à une époque quelconque, à un jour près, approximation toujours suffisante pour l'objet qu'on se propose dans cette détermination.

La règle a été énoncée pour une année commune de 365 jours; elle doit être un peu modifiée lorsqu'il s'agit d'une année bissextile. En effet, dans une pareille année, le mois de février a 29 jours. Le 28 février, l'âge de la lune est toujours égal à l'épacte ; mais le lendemain, 29 février, il est égal à l'épacte augmentée d'une unité, et c'est cet âge correspondant au 29 février qui doit jouer, pour tout le reste de l'année, le rôle que joue l'épacte dans les années communes. Ainsi, dans tous les cas, on appliquera la règle, telle qu'elle a été énoncée, à la condition d'augmenter l'épacte d'une unité, quand il s'agira d'un jour appartenant à une année bissextile, et postérieur au 29 février.

§ 213. **Mouvement de la lune autour de la terre.** — Jusqu'ici nous ne nous sommes préoccupés que du changement progressif de la direction suivant laquelle nous apercevons la lune, sans tenir compte en aucune manière de la variation de la distance de cet astre à la terre; c'est en ramenant la lune, par la pensée, à une distance invariable de la terre, que nous avons pu dire qu'elle décrit sur la sphère céleste un grand cercle qui se déplace lui-même

suivant certaines lois, ce qui signifie simplement qu'elle se meut dans un plan qui passe par le centre de la terre, et dont la position change à chaque instant. Faisons un pas de plus, et voyons comment la lune s'éloigne et se rapproche alternativement de nous, en même temps qu'elle nous semble se mouvoir à travers les constellations.

Les anciens astronomes, dans l'impossibilité où ils étaient de déterminer par l'observation le rapport suivant lequel la distance de la lune à la terre variait d'une époque à une autre, eurent recours à des hypothèses, comme pour le soleil. Nous avons vu quelles étaient leurs idées sur le mouvement de ce dernier astre dans l'espace (§§ 144 et 145) ; c'est par des moyens analogues qu'ils ont cherché à se rendre compte des diverses circonstances du mouvement de la lune. L'observation indiquant que la lune se meut sur la sphère céleste avec une vitesse variable, ils ont imaginé diverses combinaisons de mouvements circulaires et uniformes, pour expliquer la variation continuelle de sa vitesse. Les deux hypothèses adoptées pour le soleil ont été essayées pour la lune. Celle de l'excentrique (§ 144 a dû être modifiée un peu, en raison de cette circonstance que le point du ciel où la lune se meut avec la plus grande vitesse se déplace progressivement parmi les étoiles, dans le sens direct : en même temps que la lune décrivait uniformément le cercle excentrique EE, *fig*. 269, on a dû supposer que le centre O de ce cercle tournait lentement autour de la terre T, et dans le même sens. L'hypothèse de l'épicycle et du déférent (§ 145) n'a pu être adoptée qu'avec une modification analogue, qui consiste à supposer que la

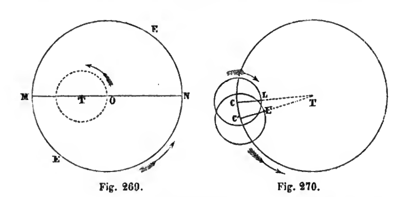


Fig. 269. Fig. 270.

lune L, *fig*. 270, met un peu plus de temps à faire le tour de l'épicycle que le centre C de cet épicycle n'en met à faire le tour du

déférent; de cette manière, puisque la lune, partant d'une position L, où elle a sa plus grande vitesse sur la sphère céleste, ne peut revenir à une position analogue L′ qu'après avoir fait le tour de l'épicycle, le centre de cet épicycle parcourt pendant le même temps un peu plus que la circonférence du déférent, et vient se placer en C′ dans la direction d'une autre région du ciel.

La comparaison des positions de la lune résultant de l'une ou de l'autre des hypothèses précédentes, avec celles que fournissait l'observation, a bientôt fait reconnaître que ces hypothèses ne suffisaient pas pour rendre compte des diverses circonstances du mouvement de l'astre. On a donc été obligé de les modifier de nouveau, en admettant, par exemple, pour celle de l'épicycle et du déférent, que ce n'était pas la lune qui parcourait uniformément la circonférence de l'épicycle; mais que cette circonférence était parcourue par le centre D d'un autre épicycle plus petit, sur lequel se mouvait la lune L, *fig.* 271. On comprend qu'en accumulant ainsi un certain nombre de mouvements circulaires et uniformes, et en les combinant ensemble, d'une manière convenable, on devait parvenir à donner à la lune un mouvement angulaire autour de la terre qui fût précisément le même que celui que les observations font connaître; mais en même temps, on s'éloignait considérablement de la simplicité de mouvements que l'on avait eue en vue tout d'abord, en regardant le mouvement circulaire uniforme comme le seul qui existât réellement. Lors même qu'on n'aurait pas eu de motifs puissants pour rejeter ces idées des anciens par d'autres considérations, la grande complication résultant de ces épicycles et excentriques superposés aurait dû empêcher de les considérer autrement que comme des moyens factices de représenter l'ensemble des résultats fournis par l'observation.

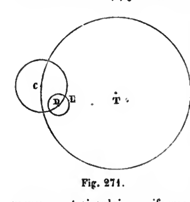


Fig. 271.

Mais dès qu'on put suivre chaque jour les changements éprouvés par la distance de la lune à la terre, en comparant les valeurs successives du diamètre apparent de l'astre rapporté au centre de notre globe, on reconnut que ces changements de distance étaient en désaccord complet avec ceux qui résultaient des hypothèses admises.

§ 214. En comparant les positions diverses que la lune vient

successivement occuper sur la sphère céleste, avec les valeurs correspondantes de son diamètre apparent, on voit que la lune peut être regardée comme se mouvant autour de la terre suivant des lois analogues à celles du mouvement apparent du soleil autour de la terre. La lune décrit une ellipse dont la terre occupe un des foyers, et elle la décrit conformément à la loi des aires (§ 147).

Mais ces lois, qui sont complétement d'accord avec les observations, quand il s'agit du mouvement apparent du soleil, ne doivent être regardées ici que comme représentant approximativement le véritable mouvement de la lune dans l'espace. La lune ne les suit pas exactement ; elle se trouve, tantôt d'un côté, tantôt de l'autre, par rapport à la position qu'elle occuperait, si ces lois du mouvement elliptique étaient rigoureusement vraies, sans cependant s'éloigner beaucoup de cette position.

L'excentricité de l'ellipse suivant laquelle la lune se meut à peu près est égale à 0,0548, ou environ $\frac{1}{18}$.

L'ellipse ne reste pas immobile dans son plan ; elle tourne autour de la terre de la même manière que l'ellipse que le soleil semble décrire annuellement (§ 165). Le mouvement du grand axe de l'ellipse lunaire est direct, comme celui de l'ellipse solaire; il n'y a de différence, entre les mouvements de ces deux ellipses, que dans la vitesse, qui est beaucoup plus grande pour la lune que pour le soleil : le périgée lunaire fait tout le tour du ciel en $3232^j,57$, ou un peu moins de 9 ans.

Pour avoir à chaque instant la véritable place de la lune dans le ciel, il faut modifier d'une certaine quantité celle qu'elle aurait si elle restait rigoureusement sur l'ellipse dont nous venons de parler, et si elle la parcourait exactement suivant la loi des aires; mais cette correction à apporter à la position elliptique de la lune, pour avoir sa position vraie, varie d'un instant à un autre, et suivant des lois extrêmement compliquées. La discussion des observations effectuées en grand nombre et à diverses époques, a fait connaître les parties principales dont se compose cette correction ; ces parties se rapportent aux mouvements que l'on désigne habituellement sous les noms d'*évection*, de *variation* et d'*équation annuelle*, et dont la découverte est due à Hipparque, à Ptolémée et à Tycho Brayé. Mais si l'on n'avait pas eu d'autre ressource que la discussion des observations, pour arriver à la connaissance des nombreuses *inégalités* qui existent dans le mouvement de la lune, on serait aujourd'hui beaucoup moins avancé qu'on ne l'est. Heureusement la théorie de la gravitation universelle est venue faciliter le travail, en faisant connaître une foule de petites inégalités, dont l'ensemble a

une influence notable sur la position de la lune à chaque instant, et dont il aurait été très difficile, sinon impossible, de trouver la nature et la grandeur, si l'on avait dû les démêler les unes des autres par la seule combinaison des résultats de l'observation.

§ 215. **Rotation de la lune.** — A la vue simple, nous apercevons sur la surface de la lune des espaces grisâtres, dont nous avons déjà parlé (§ 196), et qui par leur ensemble donnent grossièrement à la lune l'apparence d'une figure humaine. Tout le monde a pu remarquer que ces espèces de taches conservent toujours la même position par rapport au contour de la lune. Si nous en voyons disparaître progressivement une portion de plus en plus grande, pour les voir reparaître ensuite, cela tient à ce que nous ne pouvons les apercevoir qu'autant qu'elles se trouvent dans la partie de la surface de la lune qui est directement éclairée par le soleil. Nous concluons nécessairement de là que la lune tourne toujours vers la terre la même portion de sa surface. Nous ne voyons jamais qu'un hémisphère de la lune; l'hémisphère opposé nous reste constamment caché.

Dans les idées des anciens astronomes sur le mouvement, il n'y aurait pas eu là une preuve que la lune tourne sur elle-même; tout au contraire, on en aurait déduit l'absence de toute rotation de l'astre autour de son centre. Pour faire mouvoir un épicycle sur un déférent, *fig.* 200 (page 265), ils regardaient cet épicycle comme étant dans les mêmes conditions que s'il était attaché au centre T du déférent par une tige rigide qui l'entraînerait en tournant autour de ce centre : en sorte que le point S de l'épicycle venait nécessairement en a', a'', a''', en restant toujours sur la ligne droite qui joint le centre de l'épicycle au centre du déférent. On voit donc que, si l'on fait mouvoir de même la lune autour de la terre, comme si elle était attachée à une barre rigide dirigée vers le centre de ce dernier corps et mobile autour de ce centre, la lune tournera nécessairement toujours la même face vers la terre; et l'on n'aura pas besoin d'imaginer qu'elle tourne sur elle-même, pour rendre compte des apparences. Mais ce n'est pas ainsi que les choses doivent être considérées.

La lune n'est nullement reliée à la terre par un corps rigide; elle est entièrement isolée dans l'espace, et, par conséquent, libre de se mouvoir et de tourner autour de son centre de toutes les manières possibles. Pour voir si elle tourne sur elle-même, il faut prendre une ligne droite quelconque, à son intérieur, et voir si cette ligne change de direction avec le temps. Si cette droite ne change pas de direction; si elle reste toujours parallèle à elle-même,

malgré le mouvement de transport de la lune autour de la terre; et s'il en est de même de toutes les autres lignes droites que l'on pourrait considérer à l'intérieur de la lune, on pourra dire que cet astre n'est animé d'aucun mouvement de rotation autour de son centre. Si, au contraire, on reconnaît que certaines lignes tracées à l'intérieur de la lune prennent successivement différentes directions dans l'espace, on devra en conclure que la lune tourne sur elle-même; et il ne sera pas difficile de voir autour de quel diamètre s'effectue cette rotation. Or, c'est précisément ce dernier cas qui se présente.

Puisque la lune tourne toujours la même face vers la terre, le rayon du globe lunaire qui, à un instant quelconque, est dirigé vers le centre de la terre, se déplace en restant constamment dirigé vers ce même point : donc ce rayon ne reste pas parallèle à lui-même, ce qui veut dire que la lune tourne autour de son centre, en même temps qu'elle se meut autour de la terre. Si la lune se transportait de L en L′, *fig.* 272, sans tourner sur elle-même, son rayon L*a* viendrait prendre la position parallèle L′*b*, et le point de sa surface que l'on voyait d'abord en *a* au centre de son disque, se trouverait ensuite en *b*, où on le verrait près d'un des bords de ce disque. L'observation indiquant que le point que l'on a vu à un instant quelconque au centre du disque de la lune paraît toujours dans la même position centrale, il faut que la lune, en même temps qu'elle va de L en L′, tourne sur elle-même de manière à donner au rayon L*a* la direction L′*a*′ : cela ne peut se faire évidemment qu'autant que la lune tourne autour d'un axe perpendiculaire au plan de son orbite, et que l'angle *b*L′*a*′, dont elle tourne autour de cet axe, est égal à l'angle LTL′ qu'elle décrit en même temps autour de la terre.

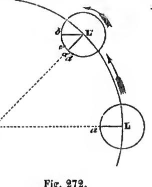


Fig. 272.

Ainsi, de ce que la lune tourne toujours la même face vers la terre, on peut conclure que cet astre est animé d'un mouvement de rotation sur lui-même, dans le sens de son mouvement de révolution autour de la terre; et que le temps qu'il emploie à faire un tour entier autour de son centre est précisément égal à celui qu'il met à faire un tour entier autour de la terre : en sorte que cette durée de la rotation de la lune sur elle-même est de 27 jours et un tiers de jour, à peu près.

§ 216. **Librations de la lune.** — Nous venons de reconnaître l'existence de la rotation de la lune sur elle-même, et de trouver les principales circonstances de ce mouvement, en nous fondant sur ce fait que les taches de la lune nous paraissent toujours occuper la même place sur son disque. Mais il n'en est pas rigoureusement ainsi.

L'observation des taches de la lune, à l'œil nu, n'est pas susceptible d'une bien grande précision, surtout en raison de ce que les taches que l'on voit ainsi sont vagues, mal définies; ces taches se déplaceraient d'une petite quantité, par rapport au contour du disque, tantôt dans un sens, tantôt dans l'autre, que nous ne nous en apercevrions pas. Mais quand on observe la lune avec une lunette, lors même que cette lunette n'aurait qu'un faible grossissement, on distingue sur la surface de l'astre des points remarquables et parfaitement définis, dont on peut facilement apprécier la position d'une manière précise. Or, en observant ainsi la lune à diverses époques, on reconnaît que les points sur lesquels on a spécialement fixé son attention ne restent pas toujours dans la même position par rapport au contour du disque : chacun d'eux semble osciller de part et d'autre d'une position moyenne. Ces oscillations se produisent d'ailleurs en même temps, et dans le même sens, pour les divers points que l'on observe; en sorte qu'on les attribue naturellement à ce que la lune tout entière éprouve un mouvement d'oscillation, ou de balancement, autour de son centre, mouvement auquel participent les diverses taches que l'on voit à sa surface. Ce mouvement particulier de la lune a reçu le nom de *libration* (du verbe latin *librare*, qui signifie balancer). Galilée, qui le premier a dirigé une lunette vers le ciel, est aussi le premier qui ait reconnu l'existence de ce mouvement.

La libration de la lune est due à trois causes distinctes, que nous allons examiner successivement. Chacune de ces causes donne lieu à une libration particulière, et c'est la coexistence de ces trois librations qui détermine le mouvement d'oscillation des taches lunaires, tel que l'observation le fait connaître. Les trois librations partielles dont nous parlons sont connues sous les noms de *libration en longitude*, *libration en latitude*, et *libration diurne*.

§ 217. D'après ce que nous avons dit (§ 215), pour qu'une tache qui nous paraît à un instant quelconque exactement au centre du disque de la lune, conserve constamment cette position centrale, il faut : 1° que la lune tourne autour d'un axe perpendiculaire au plan de son orbite; 2° que l'angle dont elle tourne autour de cet axe soit toujours égal à celui qu'elle décrit autour de la terre

dans le même temps. Attachons-nous tout d'abord à cette seconde condition.

Les angles, comme LTL′, que la lune décrit autour de la terre dans des temps égaux successifs, ne sont pas égaux entre eux, puisque la lune se meut autour de la terre à peu près conformément à la loi des aires (§ 214), son mouvement angulaire autour du centre de notre globe est plus ou moins rapide, suivant qu'elle en est plus ou moins rapprochée. Quant au mouvement de rotation de la lune sur elle-même, il est naturel, au contraire, d'admettre qu'il est uniforme, comme la rotation de la terre; d'ailleurs les lois de la mécanique indiquent qu'il doit en être ainsi. Il n'est donc pas possible qu'il y ait constamment une égalité complète entre l'angle dont la lune tourne sur elle-même et celui qu'elle décrit en même temps autour de la terre. L'observation indiquant que la lune tourne toujours vers nous la même moitié de sa surface, on doit en conclure qu'en moyenne il y a égalité rigoureuse entre la vitesse angulaire de la lune sur elle-même, et sa vitesse angulaire autour de la terre. Mais cette égalité, qui a lieu en moyenne, n'a pas lieu à chaque instant, la vitesse angulaire de la lune autour de la terre est tantôt plus grande, tantôt plus petite que la vitesse constante avec laquelle elle tourne sur elle-même. Il en résulte que ce dernier mouvement, en vertu duquel la tache centrale du disque de la lune tend toujours à revenir dans la même position apparente, se trouve tantôt en retard, tantôt en avance, sur le mouvement de révolution de la lune autour de la terre; en sorte que cette tache, qu'on avait vue en a, *fig.* 272, lorsque la lune était en L, au lieu d'être placée en a', lorsque la lune est venue en L′, se trouve un peu à côté du point a', en c ou en d.

On voit donc que, par suite de ce que le mouvement de rotation de la lune sur elle-même est uniforme, et de ce que son mouvement angulaire autour de la terre ne l'est pas, la tache centrale de son disque doit paraître, tantôt d'un côté, tantôt de l'autre du centre de ce disque; elle doit sembler animée d'un mouvement d'oscillation, partagé du reste par les autres taches qui l'environnent : c'est ce mouvement que l'on désigne sous le nom de *libration en longitude*. Cette dénomination particulière de la libration dont nous venons d'assigner la cause vient de ce que ce mouvement s'effectue dans la direction du plan de l'orbite de la lune, direction qui est à peu près la même que celle du grand cercle de l'écliptique, le long duquel on compte les longitudes des astres.

§ 218. La première des deux conditions, qui ont été rappelées au commencement du paragraphe précédent, n'est pas mieux rem-

plie que la seconde, et c'est ce qui donne lieu à la *libration en latitude*. L'axe de rotation de la lune, au lieu d'être exactement perpendiculaire au plan de son orbite, est un peu incliné sur ce plan : il se transporte parallèlement à lui-même, en faisant avec la perpendiculaire au plan de l'orbite un angle d'environ 6°37'. Il est facile de voir que cette seule circonstance suffit pour occasionner une libration des taches. Pour nous en rendre compte, prenons la lune dans deux positions diamétralement opposées sur son orbite, en L et en L', *fig*. 273. On voit tout de suite que, lorsque la lune

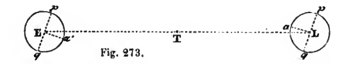


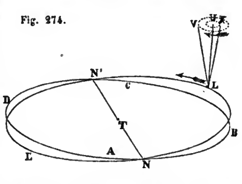
Fig. 273.

est en L, on ne peut pas apercevoir son pôle p, et l'on aperçoit sans peine le pôle opposé q ; tandis que, lorsque la lune est venue en L', le pôle p est devenu visible, et le pôle q est devenu invisible à son tour. Un point a de l'équateur lunaire paraissait, dans le premier cas, au-dessus du centre du disque ; lorsque la lune a fait un demi-tour autour de la terre, pour venir en L', et que, par conséquent, elle a fait à peu près un demi-tour sur elle-même, autour de son axe pq, le point a de l'équateur lunaire est venu se placer en a', c'est-à-dire au-dessous du centre du disque. Ainsi, par suite de l'obliquité de l'axe de rotation de la lune par rapport au plan de son orbite, les taches de sa surface doivent éprouver un mouvement d'oscillation, dirigé perpendiculairement au plan de l'orbite, c'est-à-dire à peu près perpendiculairement au plan de l'écliptique. C'est pour cela que le mouvement d'oscillation dont il s'agit a été nommé *libration en latitude*.

Nous venons de dire que l'axe de rotation de la lune se transporte parallèlement à lui-même. Si ce parallélisme se conservait constamment, et sans aucune altération, il en résulterait nécessairement un changement d'obliquité de cet axe par rapport au plan de l'orbite lunaire, puisque le plan de l'orbite change peu à peu de direction dans l'espace (§ 207). Mais l'observation a fait voir que la direction de l'axe de rotation de la lune change en même temps que celle de ce plan, de telle manière que l'angle formé par l'axe et le plan reste toujours le même, et qu'en conséquence la libration en latitude conserve toujours la même amplitude.

Voici en quoi consiste le changement progressif de direction de l'axe de rotation de la lune, phénomène dont la découverte est due

à Dominique Cassini (1). Si, par le point L, *fig.* 274, où se trouve le centre de la lune à un instant quelconque, on mène une ligne LU perpendiculaire au plan de l'écliptique ABCD, puis une ligne LV perpendiculaire au plan de l'orbite lunaire NLN'L', l'axe de rotation LX de la lune se trouve toujours dans le plan des deux lignes LU, LV, et il est placé, par rapport à ces deux lignes, comme la figure l'indique. L'angle ULX est égal à 1° 28′ 45″, l'angle VLU est d'ailleurs égal en moyenne à 5° 8′ 48″: en sorte que l'angle VLX est de 6° 37′ 33″. On sait que, abstraction faite de la nutation de l'orbite lunaire, la ligne LV tourne autour de LU, d'un mouvement rétrograde, en décrivant un cône de révolution qu'elle parcourt en 18 ans $\frac{2}{3}$; il résulte de ce qui vient d'être dit que l'axe de rotation LX tourne en même temps autour de LU, en décrivant également un cône de révolution, dans le même sens et avec la même vitesse.



§ 219. S'il n'existait aucune des deux librations dont nous venons de parler, il y aurait un des rayons de la lune qui resterait constamment dirigé vers le centre de la terre, un observateur placé en ce point verrait toujours l'extrémité de ce rayon occuper exactement le centre du disque de la lune. Mais un observateur placé à la surface de la terre ne se trouve pas dans les mêmes conditions. Admettons, pour simplifier, qu'en vertu du mouvement diurne, la lune passe au zénith même du point A, *fig.* 275, d'où on l'observe. Aux diverses heures de la journée, le rayon L*a* de la lune, que nous supposons toujours dirigé vers le centre T de la terre, doit paraître prendre successivement des positions différentes, telles que L*a*, L′*a*′, L″*a*″. Lorsque la lune est en L, peu de temps après son lever, le point *a* paraît un peu à l'orient du centre *c* du disque lunaire; lorsque la lune est au zénith, en L′, ce point paraît en *a*′ au centre du disque; et lorsque la lune est

(1) Célèbre astronome italien, né en 1625 dans le comté de Nice, mort en 1712 à Paris, où Colbert l'avait attiré dès 1669, pour le mettre à la tête de l'Observatoire qui venait d'y être fondé.

en L″, peu de temps avant de se coucher, le même point paraît en a'', un peu à l'occident du centre c'' du disque : le point a doit donc sembler osciller chaque jour de part et d'autre de sa position moyenne. Les taches de la lune éprouveront évidemment un mouvement d'oscillation analogue, quelle que soit la position de l'observateur sur la terre : c'est ce mouvement que l'on nomme la *libration diurne*.

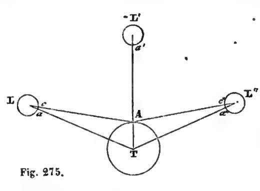


Fig. 275.

L'amplitude totale de la libration en longitude, pour une tache située au centre du disque de la lune, est d'environ 4′ 20″, ce qui fait à peu près $\frac{1}{7}$ du diamètre apparent de ce disque. Pour la même tache, la libration en latitude a une amplitude totale d'environ 3′ 35″; et la libration diurne, seulement de 32″. Ces trois librations existant simultanément, il en résulte, pour chaque tache de la lune, un mouvement d'oscillation complexe, qui est celui que l'on observe en réalité.

§ 220. **La terre vue de la lune.** — Il est curieux de se demander quelle apparence présenterait la terre, pour un observateur qui serait installé sur la surface de la lune. La connaissance que nous avons des particularités que présente le mouvement de la lune observé de la surface de la terre, va nous permettre de résoudre facilement cette question.

Si les librations en longitude et en latitude n'existaient pas, le centre de la terre se trouverait toujours placé de la même manière par rapport aux divers points de la surface de la lune. De chacun de ces points, la terre paraîtrait donc immobile dans le ciel; elle serait toujours au-dessus des mêmes points de l'horizon, et à une même hauteur au-dessus de ces points. On la verrait constamment au zénith, si l'on était installé au point de la surface de la lune qui nous paraît au centre de son disque; et elle serait plus ou moins rapprochée de l'horizon, suivant que le lieu d'observation serait un point de la surface de la lune plus ou moins éloigné de celui que nous voyons au centre de son disque. La terre ne serait visible que des points de l'hémisphère lunaire qui est tourné de notre côté, et

elle resterait constamment invisible pour tous les points de l'hémisphère opposé.

L'existence des librations en longitude et en latitude fait que les choses ne se passent pas tout à fait ainsi. De chaque point de l'hémisphère de la lune qui est tourné de notre côté, la terre doit paraître osciller de part et d'autre d'une certaine position moyenne. Pour les points qui sont situés près des bords de cet hémisphère, l'oscillation de la terre doit tantôt l'abaisser au-dessous de l'horizon, tantôt l'élever au-dessus de ce plan : la terre doit se lever et se coucher alternativement, et ses apparitions et disparitions successives, dues à la coexistence des deux librations en longitude et en latitude, doivent suivre une loi assez complexe. Enfin il y a également un grand nombre de points de la surface de la lune, d'où l'on n'aperçoit jamais la terre ; mais l'ensemble de ces points, d'où la terre est invisible, ne forme pas tout à fait un hémisphère, à cause des librations qui amènent alternativement la terre sur l'horizon de points d'où l'on ne l'aurait jamais vue sans cela.

La terre, vue de la lune, doit présenter la forme d'un disque à peu près circulaire, ayant un diamètre apparent d'environ 2 degrés. Elle doit d'ailleurs présenter des phases absolument pareilles à celles que la lune nous présente.

La lune étant animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, un observateur, placé sur sa surface, doit voir l'ensemble des astres tourner en sens contraire, autour de l'axe de rotation de la lune. La terre seule ne participe pas à ce mouvement diurne, puisque, en chaque point de la surface de la lune, on la voit toujours à peu près dans la même position par rapport à l'horizon ; on doit donc voir les constellations passer les unes après les autres derrière la terre. La durée du jour sidéral, sur la lune, est égale à la durée de la rotation de cet astre sur lui-même, et par conséquent égale à celle de sa révolution sidérale (§ 210) : ainsi le jour sidéral de la lune contient plus de 27 de nos jours moyens.

Le soleil, vu de la lune, participe au mouvement diurne dont nous venons de parler ; mais il a en même temps un mouvement propre parmi les étoiles, en vertu duquel la durée de sa révolution diurne autour de la lune n'est pas la même que pour les étoiles. Ce mouvement diurne du soleil occasionne en chaque point des jours et des nuits qui se succèdent régulièrement ; le jour et la nuit, répandus ainsi sur diverses parties du globe lunaire, nous sont rendus sensibles par les phases que nous apercevons. Chaque point de la surface de la lune nous paraissant à peu près immobile par rapport au contour de son disque, il est clair que le soleil a fait un tour

entier autour de la lune, lorsqu'il s'est accompli une période complète des phases de la lune : ainsi la durée du jour solaire, sur la lune, est égale à la durée de la révolution synodique de cet astre, et comprend par conséquent environ 29 $\frac{1}{2}$ de nos jours moyens, dont à peu près la moitié pour le jour et l'autre moitié pour la nuit.

Il est aisé de voir que les phases de la terre vue de la lune sont complémentaires des phases correspondantes de la lune vue de la terre. Lorsque la lune est nouvelle, la terre est pleine, et inversement, lorsque la lune est dans son premier quartier, la terre est dans son dernier quartier ; lorsqu'un tiers seulement du disque de la lune nous apparaît, les deux tiers du disque de la terre sont visibles pour un observateur placé sur la lune, et ainsi de suite. La terre restant toujours au-dessus de l'horizon, pour les divers points de la partie de la surface de la lune qui est tournée de notre côté, on voit que, pour tous ces points, la terre doit éclairer la surface de la lune pendant les nuits. Et si l'on considère spécialement le point que nous voyons au centre du disque de la lune, on reconnaît sans peine qu'en ce point la terre est dans son premier quartier au commencement de chaque nuit, et dans son dernier quartier à la fin ; les nuits doivent donc toujours y être très fortement éclairées par la terre.

§ 221. **Montagnes de la lune.** — Il suffit d'observer la lune avec une lunette d'un faible grossissement, pour reconnaître tout de suite que sa surface présente des aspérités très prononcées. La *fig.* 276, qui représente la lune vue dans une lunette, à une époque comprise entre la nouvelle lune et le premier quartier, peut donner une idée de ce qu'on aperçoit dans ces circonstances. L'irrégularité du bord intérieur de ce croissant met bien en évidence la rugosité de la surface de la lune. On voit en outre, jusqu'à une certaine distance de ce bord, des aspérités et des cavités qui, étant éclairées obliquement par le soleil, produisent des ombres très caractéristiques. Ces ombres, observées plusieurs jours de suite, augmentent ou diminuent d'étendue et d'intensité, suivant que l'obliquité des rayons solaires sur la partie correspondante de la surface de la lune varie dans un sens ou dans l'autre. On doit donc regarder la lune comme étant un globe solide recouvert de montagnes.

En effectuant certaines mesures micrométriques, on parvient facilement à déterminer la hauteur des principales montagnes de la lune. Nous allons donner une idée des moyens que l'on emploie pour y arriver.

Supposons, pour simplifier, que la lune soit à son premier quartier. Il arrive souvent, dans ce cas, que l'on aperçoit un point



Fig. 276.

brillant *a*, *fig*. 277, dans la partie obscure de la lune, et à peu de distance du bord rectiligne *mn* qui limite la partie éclairée. Ce point brillant est évidemment le sommet d'une montagne, dont toute la partie inférieure est dans l'ombre, et qui s'élève assez pour être atteinte par les rayons solaires qui passent près de la lune sans la rencontrer. Considérons en particulier un rayon *bc*, qui touche la surface de la lune en *c*, et qui vient aboutir au sommet *a* de la montagne. Un plan, mené par ce rayon et par le centre de la lune, coupera l'astre suivant un cercle tel que *pqrc'*; le rayon de lumière dont il s'agit sera une tangente *b'c'* à ce cercle, et le sommet de la montagne sera situé en *a'*, sur cette tangente, à une distance du point de contact *c'* égale à *ac*. Si, à l'aide d'un micromètre à fils parallèles, on mesure la grandeur apparente de la distance *ac*, on connaîtra les deux côtés *oc'*, *a'c'* du triangle rectangle *oa'c'*, puisque *oc'* est le rayon de la lune; ces deux côtés étant évalués en secondes, on en conclura, également en secondes, la grandeur de l'hypoténuse *oa'*, c'est-à-dire de la distance du sommet de la montagne au centre de la lune. En retranchant le rayon *oc'* de la distance *oa'*, il restera la hauteur du sommet de la montagne au-dessus de la surface de la lune. Cette hauteur sera représentée par un nombre de secondes, qui ne sera autre chose que l'angle sous lequel on la verrait de face, à la distance à laquelle se trouve la lune; on en conclura facilement son rapport au rayon de la terre, et par suite sa valeur en mètres. Il est aisé de voir que cette méthode donnera généralement une valeur trop petite, pour la hauteur de la montagne



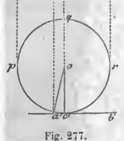


Fig. 277.



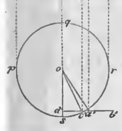


Fig. 278.

sur laquelle aura porté l'observation; car, pour que le sommet de la montagne soit assez éclairé pour être aperçu de la terre, il faut, non-seulement qu'elle atteigne la région de l'espace dans laquelle pénètrent les rayons solaires que la lune laisse passer, mais encore qu'elle s'élève d'une certaine quantité dans cette région.

Il existe une autre méthode, qui est fondée sur la mesure de l'ombre que les montagnes projettent sur la surface de la lune, du côté opposé au soleil. Voici en quoi elle consiste. Supposons encore que la lune soit à son premier quartier. Une montagne a, *fig.* 278, projette une ombre ac. Le rayon solaire ba, qui passe très près du sommet de la montagne, doit donc venir percer la surface de la lune en c. Si nous menons encore un plan par ce rayon et par le centre de la lune, ce plan coupera la surface de la lune suivant un cercle tel que $pqrs$, et le rayon solaire, dirigé suivant $b'c'$, percera ce cercle en c'. En mesurant la distance cd, qui est égale à $c'd'$, on connaîtra les deux côtés oc', $c'd'$, du triangle rectangle $d'oc'$, et l'on en déduira l'angle $oc'd'$. L'angle $oc'a'$, qui est le supplément de $oc'd'$, sera donc connu. D'ailleurs on pourra aussi mesurer la longueur ac de l'ombre, longueur qui est égale à $a'c'$; on connaîtra donc un angle $oc'a'$, et les deux côtés adjacents, dans le triangle $oa'c'$, d'où l'on déduira le côté oa'. En retranchant le rayon oc' de cette distance oa' du sommet de la montagne au centre de la lune, on trouvera la hauteur du sommet de la montagne au-dessus de la surface de la lune.

Pour faire concevoir en quoi consiste chacune de ces deux méthodes, nous avons supposé que la lune était dans son premier quartier. Il est aisé de voir qu'au moyen de certaines modifications, ces deux méthodes peuvent servir l'une et l'autre à la détermination de la hauteur des montagnes de la lune, lorsque l'astre ne se trouve pas précisément dans cette phase particulière. Mais nous n'entrerons pas dans plus de détails sur ce point, notre but étant uniquement de faire comprendre la possibilité de mesurer la hauteur des montagnes de la lune avec un certain degré d'exactitude.

MM. Beer et Madler, de Berlin, après avoir effectué un très grand nombre de mesures, dans les diverses parties de l'hémisphère lunaire qui est tourné vers la terre, ont trouvé 22 montagnes dont la hauteur surpasse 4 800 mètres (hauteur du Mont-Blanc). Voici celles dont la hauteur est la plus grande; elles sont désignées par les noms qui leur ont été attribués par Riccioli, et qui sont généralement adoptés :

Dorfel.	7603
Newton.	7264
Casatus.	6956
Curtius.	6769
Calippus	6216
Tycho.	6151
Huygens	5550

Les mêmes astronomes ont construit une belle carte de la lune, dont on voit ici un extrait (planche III). Les diverses particularités que présente la surface de la lune y sont figurées dans le système de projection orthographique (§ 112). Ce système de projection, peu convenable pour représenter un hémisphère de la terre, parce que les régions situées vers les bords de l'hémisphère y sont trop déformées, est au contraire celui qui convient le mieux pour la lune. Il donne à la surface de cet astre précisément la disposition sous laquelle elle se présente à nous; car les rayons visuels qui joignent notre œil aux divers points de la surface de la lune, sont sensiblement parallèles entre eux, et perpendiculaires au plan du grand cercle qui sert de limite à l'hémisphère tourné vers nous.

§ 222. **Notions sur la constitution de la lune.** — Lorsque nous nous sommes occupés d'étudier les particularités que présente la surface du soleil, nous avons reconnu que tout ce qu'on aperçoit sur cette surface est éminemment variable. Les taches que l'on y a observées à une certaine époque subsistent bien pendant quelque temps, et peuvent, par leur mouvement commun, rendre sensible la rotation du soleil sur lui-même: mais ces taches se déforment peu à peu, et finissent par disparaître, tandis que d'autres se produisent dans des régions où il n'y en avait pas auparavant. A la surface de la lune, les choses se passent tout autrement; tout y paraît immuable. Quelle que soit l'époque à laquelle on observe cette surface, on lui trouve toujours le même aspect; il n'y a de différence que dans les ombres projetées par les aspérités qui la couvrent, suivant que le soleil les éclaire de telle ou telle manière.

Ces aspérités ou montagnes de la lune, dont plusieurs atteignent une grande hauteur (§ 221), présentent un caractère particulier et extrêmement remarquable : elles affectent presque toutes la forme d'un bourrelet circulaire, au milieu duquel existe une cavité dont le fond est quelquefois au-dessous du niveau des parties environnantes de la surface de la lune. La *fig.* 279 peut donner une idée de cette forme générale des montagnes de la lune. Souvent, comme on le voit sur cette figure, il existe au milieu de la cavité centrale une montagne isolée, en forme de pic. Il suffit de jeter les yeux sur

DELAUNAY. Cours

Planche 3.

Gravé par E. Wormser.

...rue S.

la carte ci-jointe (planche III), pour voir que les montagnes de cette forme y sont extrêmement nombreuses; si elles paraissent

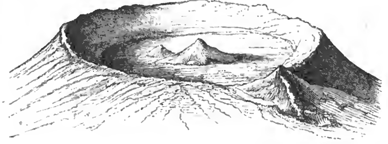


Fig. 279.

elliptiques, vers les bords de la carte, cela tient au système de projection qui a été adopté dans sa construction, et qui représente en raccourci ces montagnes situées près du contour de l'hémisphère tourné vers nous.

On peut se faire une idée assez nette de ces montagnes circulaires de la lune, en les comparant aux cratères des volcans éteints qui existent sur la surface de la terre. Il y a cependant, entre les volcans de la terre et les montagnes de la lune, une différence essentielle : c'est que ces dernières ont des dimensions transversales incomparablement plus grandes que celles des volcans. Il serait difficile d'admettre que des cratères d'éruption aient pu avoir des diamètres si considérables. Aussi regarde-t-on plutôt ces montagnes de la lune comme étant analogues à certains cirques montagneux que l'on rencontre sur la terre, et auxquels on donne en géologie le nom de cratères de soulèvement. Parmi les plus grandes montagnes circulaires de la lune, on peut citer Tycho et Archimède qui ont, la première 91200 mètres, et la seconde 87 500 mètres de diamètre ; à partir de là, on en trouve pour ainsi dire de toutes les dimensions, jusqu'à celles qui sont trop petites pour qu'on puisse les distinguer facilement avec les lunettes. Comme termes de comparaison pris sur la terre, nous pouvons citer le cirque de l'île de Ceylan dont le diamètre est de 70 000 mètres, le cirque de l'Oisans (Dauphiné) dont le diamètre est de 20 000 mètres, et le cirque du Cantal (Auvergne) dont le diamètre est de 10 000 mètres. Quant aux volcans terrestres, leurs diamètres sont beaucoup moindres : celui de l'Etna, dans son maximum, a été de 1500 mètres; celui du Vésuve n'a atteint que 700 mètres; celui

du puy de Pariou (volcan éteint de l'Auvergne) est seulement de 310 mètres.

Les taches grisâtres que l'on aperçoit à l'œil nu sur le disque de la lune ne sont autre chose que des parties de la surface de l'astre qui réfléchissent moins bien les rayons solaires que les régions environnantes. On remarque que ces parties moins brillantes ne renferment presque pas de montagnes. Hévélius leur avait donné le nom de mers; mais nous allons voir que ce nom, qui a été conservé jusqu'à présent, ne se rattache qu'à une idée fausse, puisqu'il ne peut pas exister d'eau à la surface de la lune.

§ 223. Il est naturel de se demander si la lune est entourée d'une atmosphère gazeuse comme la terre. Cette question peut être complétement résolue au moyen de diverses observations très simples, comme nous allons le voir.

Nous pouvons affirmer d'abord que, s'il existe une atmosphère autour de la lune, cette atmosphère ne renferme jamais de nuages, comme celle au milieu de laquelle nous vivons; car ces nuages nous cacheraient nécessairement certaines portions de la surface de l'astre, et il en résulterait un aspect général qui varierait d'un instant à un autre, suivant que les nuages seraient plus ou moins nombreux, ou bien qu'ils couvriraient telle ou telle partie du disque. Nous savons, au contraire, que le disque lunaire se présente toujours à nous avec le même aspect, et que rien ne s'oppose jamais à ce que nous apercevions les aspérités qui existent dans les diverses parties de la surface de l'astre, quand ces parties sont directement éclairées par les rayons du soleil.

Ainsi nous savons déjà que l'atmosphère de la lune, si elle existe, reste toujours entièrement transparente. Mais nous pouvons aller plus loin. Une atmosphère transparente doit occasionner sur la surface de la lune un phénomène analogue à notre crépuscule (§ 136). Une moitié de la lune recevant directement la lumière du soleil, à un instant donné, les rayons solaires doivent être renvoyés par l'atmosphère de la lune dans une portion de l'autre moitié, de manière à y répandre une certaine clarté décroissant graduellement à partir des bords de l'hémisphère directement éclairé. La lune, vue de la terre, devrait donc présenter une partie brillante et une partie obscure, mais sans qu'il y ait de transition brusque de l'une à l'autre; il devrait y avoir une dégradation insensible de lumière, dans une certaine largeur, depuis la partie qui est tournée vers le soleil, jusqu'à celle qui, étant tournée du côté opposé, est tout à fait invisible pour nous. Or, il n'en est rien; la partie éclairée et la partie obscure de la lune sont séparées l'une de l'autre par une

ligne extrêmement nette et tranchée. Cette ligne est plus ou moins sinueuse et irrégulière, à cause des aspérités de la surface de la lune; mais elle ne présente aucune trace de cette dégradation de lumière, qui serait la conséquence nécessaire de l'existence d'une atmosphère autour de la lune. On voit donc qu'on est obligé d'admettre que la lune n'a pas d'atmosphère, ou au moins que si elle en a une, elle doit être très faible, puisque le crépuscule auquel elle donne lieu est tout à fait insensible pour nous.

Mais il existe un autre moyen plus précis, à l'aide duquel l'absence d'atmosphère autour de la lune a été complétement mise hors de doute. Voici en quoi il consiste. Lorsque la lune, en vertu de son mouvement propre sur la sphère céleste, vient à passer devant une étoile, on peut observer avec une grande exactitude l'instant précis de la disparition de l'étoile, et aussi l'instant précis de sa réapparition; on en conclut la durée de l'occultation de l'étoile. D'un autro côté, d'après la connaissance que l'on a des lois du mouvement de la lune, et de son diamètre, on peut parfaitement déterminer, par le calcul, quelle est la corde du disque lunaire dont les divers points sont venus se placer dans la direction même de l'étoile, et en comparant la longueur de la corde ainsi obtenue avec la vitesse que possède là lune sur la sphère céleste au moment de l'occultation, on peut en déduire le temps que la lune a dû employer à s'avancer dans le ciel d'une quantité égale à cette corde. Or, on trouve toujours que ce temps est égal à la durée de l'occultation, telle que l'observation l'a fournie; ou du moins la différence qui existe entre ces deux temps est toujours assez faible, pour qu'on puisse la regarder comme résultant uniquement des erreurs d'observation. Pour peu qu'on y réfléchisse, on verra que le temps employé par la lune à marcher sur la sphère céleste d'une quantité égale à la corde de son disque qui passe devant l'étoile, doit en effet être la durée exacte de l'occultation, en supposant que les rayons de lumière venus de l'étoile n'éprouvent aucune déviation dans leur passage près de la surface de la lune. Mais, si ces rayons de lumière sont tant soit peu dérangés de leur route par le voisinage de la lune, il doit en être tout autrement. Or, c'est ce qui arriverait précisément, si la lune était entourée d'une atmosphère. Au lieu que l'occultation commence à l'instant précis où la lune vient toucher le rayon qui va de l'étoile E, *fig.* 280, à l'œil O de l'observateur, l'étoile resterait visible encore quelque temps après, parce que les rayons tels que E*m* seraient infléchis par l'atmosphère lunaire, de manière à pouvoir encore arriver à l'œil, malgré l'interposition réelle du corps de la lune entre l'œil et l'étoile; par

la même raison, l'étoile commencerait à reparaître du côté opposé du disque lunaire, quelque temps avant que cette interposition de la lune ait complétement cessé : la durée de l'occultation serait donc nécessairement diminuée par la réfraction des rayons lumineux dans l'atmosphère de la lune. L'égalité entre les valeurs que l'on trouve pour la durée de l'occultation, par le calcul fondé sur les lois du mouvement de la lune, d'une part, et par l'observation directe du phénomène, d'une autre part, prouve donc que les rayons lumineux qui nous viennent de l'étoile, en touchant la surface de la lune, n'y éprouvent aucune déviation appréciable. On a pu reconnaître par là que l'atmosphère de la lune, s'il en existe une, est nécessairement moins dense, à la surface même de l'astre, que l'air qui reste dans le récipient de nos meilleures machines pneumatiques, lorsqu'on y fait le vide autant que possible. Cela revient tout à fait à dire que la lune n'a pas d'atmosphère.

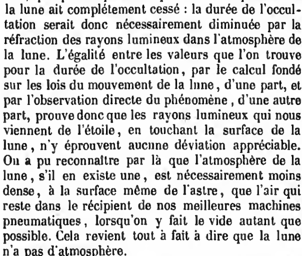


Fig. 280.

Une conséquence immédiate de cette absence d'atmosphère autour de la lune, c'est que cet astre ne peut pas être habité par des êtres animés, ou au moins par des êtres analogues à ceux qui existent sur la terre.

Une autre conséquence importante au point de vue de la constitution physique de la lune, c'est qu'il ne peut pas y avoir d'eau à sa surface; car, s'il y en avait, cette eau produirait des vapeurs, qui constitueraient immédiatement une atmosphère. C'est donc à tort que Hévélius a donné le nom de mers aux régions de la surface lunaire qui nous apparaissent sous forme de taches grisâtres.

La surface de la lune doit présenter partout une nature morte, sans végétation aucune. La température y est probablement très basse. En raison de l'absence d'eau et d'atmosphère, la configuration extérieure du globe lunaire a dû se conserver telle qu'elle était au moment où ce globe s'est solidifié. C'est ce qui explique pourquoi on y voit un si grand nombre de cirques, tandis qu'ils sont rares sur la terre, où les eaux et les agents atmosphériques, en dégradant continuellement les aspérités du sol, ont produit des dépôts sédimentaires qui recouvrent et masquent presque complétement la surface primitive du globe.

§ 224. **Mouvement de la lune dans l'espace.** — Jusqu'ici, nous avons étudié le mouvement de la lune, tel que nous l'apercevons de la terre, et nous n'avons pas tenu compte de ce que la

terre elle-même se meut autour du soleil. Il est bien évident que le mouvement que nous avons trouvé pour la lune est tout différent de celui que nous lui verrions prendre, si, au lieu de l'observer de la surface de la terre, nous étions immobiles en un lieu quelconque de l'espace, au centre du soleil, par exemple. Le mouvement de la lune autour de la terre, dont nous avons indiqué précédemment les principales circonstances, n'est qu'un mouvement relatif. Pendant que la lune tourne ainsi autour de la terre, celle-ci l'emporte dans son mouvement annuel autour du soleil. On peut se faire une idée assez nette de l'existence simultanée de ces deux mouvements, en comparant la lune et la terre à deux personnes qui valsent ensemble, et qui tournent l'une autour de l'autre, pendant qu'elles se déplacent en faisant le tour d'un salon.

Le mouvement réel de la lune dans l'espace résulte de la combinaison des deux mouvements dont il s'agit. En étudiant attentive-

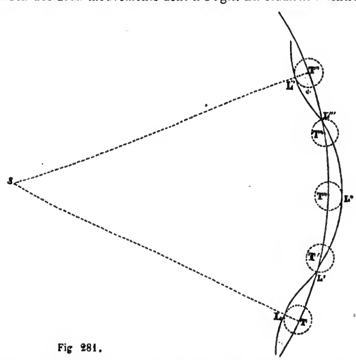


Fig 281.

ment les diverses circonstances que doit présenter ce mouvement absolu de la lune, on reconnaît qu'elle décrit dans l'espace une ligne sinueuse telle que LL'L''L'''L'''', *fig.* 281, pendant que la

35

terre parcourt son orbite elliptique TT′T″T‴T⁗ autour du soleil S. On voit en effet que, la lune étant en L lorsque la terre est en T, en L′ lorsque la terre est en T′, et ainsi de suite, un observateur placé sur la terre doit apercevoir cet astre successivement dans les mêmes directions que si, la terre étant immobile, la lune tournait autour d'elle. L'intervalle de temps compris entre deux retours successifs de la lune à des positions telles que L et L⁗, dans lesquelles elle se trouve dans la direction même du soleil, forme ce que nous avons appelé une lunaison (§ 214); et comme la durée d'une lunaison est contenue un peu plus de douze fois dans une année, il s'ensuit que la courbe sinueuse décrite par la lune dans l'espace présente, le long de l'orbite TT′T″ de la terre, un peu plus de douze sinuosités complètes telles que LL′L″L‴L⁗. Les diverses parties de ces sinuosités sont d'ailleurs beaucoup plus rapprochées de l'orbite de la terre que ne l'indique la figure, puisque la distance LT, L′T′, L″T″,... de la lune à la terre, n'est que la 400e partie de la distance ST de la terre au soleil (§ 202). C'est pour rendre la forme de cette ligne sinueuse plus sensible, qu'on l'a construite ici en exagérant la distance de la lune à la terre relativement à celle de la terre au soleil.

§ 225. **Périodes astronomiques déduites des mouvements du soleil et de la lune.** — La comparaison de certains nombres, relatifs aux mouvements du soleil et de la lune, a conduit les astronomes à la découverte de quelques périodes qui ont joué un grand rôle dans l'histoire de l'astronomie, et qui sont encore de quelque utilité de nos jours. Nous allons faire connaître les plus importantes.

Si les nœuds de l'orbite de la lune n'étaient pas animés du mouvement rétrograde dont nous avons parlé (§ 208), l'intervalle de temps compris entre deux coïncidences successives du soleil avec l'un de ces nœuds serait précisément l'année sidérale (§ 187). Mais, en vertu du mouvement rétrograde des nœuds, cet intervalle de temps est plus court; sa valeur est de 346,619; c'est ce qu'on nomme la *révolution synodique des nœuds de la lune*. En prenant 19 fois cette durée, on trouve 6 585j,76. D'un autre côté, d'après la durée que nous avons assignée à une lunaison (§ 214), on trouve que 223 lunaisons font 6 585j,32. Ainsi 19 révolutions synodiques des nœuds de la lune font à très peu près 223 lunaisons. Cette période, qui comprend environ 18 ans 11 jours, a beaucoup servi et sert encore à la prédiction des éclipses, comme nous le verrons bientôt. Elle était connue des Chaldéens sous le nom de *Saros*.

On trouve facilement que 235 lunaisons font 6 939j,69; et que 19 années tropiques (§ 187) font 6 939j,60. Il en résulte que 19 an-

nées tropiques font à très peu près 235 lunaisons. Au moyen de cette période, nommée *cycle lunaire*, ou *cycle de Méton* (du nom de son inventeur), il suffisait d'avoir observé et noté les dates des pleines lunes et des nouvelles lunes pendant 19 ans, pour pouvoir les prédire ensuite indéfiniment; car il est clair que, si l'on considère des périodes successives de 19 années, dans chacune d'elles ces dates doivent se reproduire exactement de la même manière que dans les autres. Une première période de 19 ans ayant été prise arbitrairement, toutes les années qui l'ont suivie ont été réparties en périodes de même durée, qui se sont succédé sans interruption; les diverses années d'une même période ont d'ailleurs été distinguées les unes des autres par des numéros d'ordre, depuis 1 jusqu'à 19. Le numéro que porte une année quelconque, dans une des périodes dont il s'agit, est ce qu'on nomme le *nombre d'or ;* cette dénomination vient de ce que les Grecs, qui attachaient une grande importance au cycle de Méton pour la fixation de leurs fêtes, avaient décidé que la découverte de cet astronome serait inscrite en lettres d'or sur leurs monuments publics. En 1853, le nombre d'or est 11; cela veut dire que l'année 1853 est la 11e d'une de ces périodes de 19 ans dont nous venons de parler.

Une année commune de 365 jours renferme 52 semaines et 1 jour. Il en résulte que, d'une année à l'autre, les jours de même date n'occupent pas la même place dans la semaine dont ils font partie. Ainsi le 1er janvier 1580 étant un mardi, le 1er janvier 1851 a été un mercredi, et le 1er janvier 1852 un jeudi. Si toutes les années étaient de 365 jours, il arriverait qu'au bout de 7 ans les jours de même date reprendraient chacun dans la semaine la même place qu'au commencement. L'intercalation des années bissextiles vient troubler ce résultat, et c'est tantôt au bout de 6 ans, tantôt au bout de 5 ans que cela arrive, suivant que, dans cet intervalle de temps, il y a une ou deux années bissextiles. Mais, en prenant un intervalle de 28 ans, qui, dans le calendrier Julien, renferme toujours 7 années bissextiles, et qui par conséquent se compose dans son ensemble d'un nombre exact de semaines, on est sûr qu'au bout de ce temps, et pendant une nouvelle période de même durée, les divers jours des semaines successives arriveront tous aux mêmes dates que pendant les 28 premières années. Cette période de 28 ans se nomme *cycle solaire*. Les années sont également réparties en groupes de 28; et dans chacun de ces groupes, elles portent des numéros d'ordre de 1 à 28. Ainsi, dans les calendriers pour 1853, on trouve l'indication suivante : cycle solaire, 14. Cela signifie que l'année 1853 est la 14e d'un de ces groupes de 28 ans. L'usage du cycle solaire se

trouve un peu modifié, lorsqu'on suit le calendrier Grégorien, chaque fois qu'on passe par une année séculaire qui n'est pas bissextile.

Le cycle des *indictions romaines* est une période de 15 ans, qui a été adoptée du temps des empereurs romains, et qui n'est liée à aucun phénomène astronomique. Chaque année porte un numéro relatif à ce cycle, comme pour chacun des deux précédents. Ainsi, en 1853, l'indiction romaine est 11.

Les trois nombres 19, 28, 15, qui représentent les durées des périodes relatives au cycle lunaire, au cycle solaire, et au cycle des indictions romaines, sont premiers entre eux deux à deux. Il en résulte que, dans l'espace de 7 980 années consécutives (7 980 est égal à $19 \times 28 \times 15$), il n'y a pas deux années qui aient le même nombre d'or, le même cycle solaire et la même indiction romaine. En sorte que, dans un pareil intervalle de temps de 7 980 ans, la connaissance des trois numéros que porte une année quelconque, relativement aux trois cycles dont il est question, suffit pour distinguer cette année de toutes les autres. Cette considération a conduit à adopter une nouvelle période, comprenant 7 980 ans, à laquelle on donne le nom de *période julienne*. On a pris pour la première année de cette immense période, celle qui porte le numéro 1 dans chacun des trois cycles composants, et l'on a trouvé que cette première année de la période julienne qui comprend l'époque actuelle, est l'année 4713 avant J.-C. La même période, commençant à cette époque reculée, ne se terminera qu'en l'an 3 267; elle s'étend donc à tous les temps historiques et se prolongera encore longtemps dans l'avenir : en sorte que, pour l'indication des dates dont nous pouvons avoir à nous occuper, il est entièrement inutile de considérer les périodes qui l'ont précédée ou qui la suivront. La première année de cette période julienne forme ainsi une ère particulière, à laquelle on rapporte toutes les autres, pour les comparer. L'année 1853 est la 6 566e à partir de cette ère. D'après la manière dont la première année de la période a été choisie, si l'on divise le nombre 6 566 successivement par chacun des nombres 19, 28, 15, on doit trouver pour restes de ces trois divisions les nombres 11, 14, 11, qui sont le nombre d'or, le cycle solaire, et l'indiction romaine relatifs à l'année 1853 : c'est ce qui a lieu en effet, comme on peut le vérifier.

ÉCLIPSES ET OCCULTATIONS.

§ 226. Il arrive de temps en temps que le disque du soleil perd pendant quelques heures la forme circulaire que nous lui connais-

sons. Ce disque s'échancre d'un côté ; l'échancrure augmente progressivement d'étendue; puis bientôt elle diminue peu à peu, et finit par s'anéantir, en laissant le disque de l'astre tel qu'il était avant le commencement de ce singulier phénomène. Quelquefois l'échancrure du disque s'étend à un tel point qu'elle finit par le couvrir complétement, et que le soleil disparaît pendant quelques minutes ; au bout de ce temps, l'astre reparaît en passant successivement, et en sens inverse, par les diverses phases qu'il avait présentées avant sa disparition.

La lune éprouve aussi de temps à autre des modifications analogues dans la forme de son dique, modifications qui, tout en ayant une certaine ressemblance avec les phases de cet astre (§ 195), ne doivent pas être confondues avec elles, tant à cause de leur durée qui n'est jamais que d'une fraction de jour, qu'en raison de la grandeur et de l'irrégularité des intervalles de temps compris entre les époques auxquelles on les observe.

Ces phénomènes remarquables, qui ont été pendant longtemps une cause de frayeur pour les hommes, et qui maintenant ne font plus qu'exciter la curiosité, sont ce qu'on nomme des *éclipses*. Les éclipses de soleil arrivent toujours au moment de la nouvelle lune, et les éclipses de lune, toujours au moment de la pleine lune. Cette circonstance a depuis longtemps fait connaître la cause à laquelle on devait les attribuer. Au moment de la nouvelle lune, la lune, passant entre la terre et le soleil, peut dérober à nos regards une portion plus ou moins grande de cet astre : c'est ce qui produit les éclipses de soleil. Au moment de la pleine lune, la terre se trouve entre le soleil et la lune ; elle peut donc empêcher les rayons solaires d'arriver sur la surface de ce dernier astre, qui cessera dès lors de présenter l'aspect brillant sous lequel on le voyait quelque temps auparavant, et il en résultera une éclipse de lune.

Si la lune, dans son mouvement autour de la terre, restait toujours dans le plan de l'écliptique, il est clair qu'il y aurait une éclipse de soleil à chaque nouvelle lune, et une éclipse de lune à chaque pleine lune. Nous savons qu'il n'en est pas ainsi : les éclipses sont beaucoup plus rares qu'elles ne le seraient dans ce cas. Cela tient à ce que la lune se meut dans une orbite inclinée par rapport au plan de l'écliptique ; elle se trouve tantôt d'un côté de ce plan, tantôt de l'autre côté, et à une distance qui varie d'un instant à un autre : en sorte que, au moment des syzygies, elle passe ordinairement assez loin de la ligne qui joint le centre du soleil au centre de la terre, pour qu'il n'y ait pas d'éclipse. Il ne peut y avoir d'éclipse qu'autant qu'au moment de la nouvelle lune ou de la

pleine lune, le centre de la terre se trouve dans le plan de l'écliptique ou suffisamment près de ce plan. C'est de là que vient le nom d'*écliptique* donné au plan de l'orbite apparente du soleil autour de la terre, ou de l'orbite réelle de la terre autour du soleil.

Nous allons entrer dans quelques développements relativement aux circonstances que présentent les éclipses de soleil et de lune, et aux moyens que l'on emploie pour en prédire le retour. Nous commencerons par les éclipses de lune, qui sont de beaucoup les plus simples.

§ 227. **Éclipses de lune.** — Nous venons de dire que les éclipses de lune sont dues à ce que la terre, en s'interposant entre le soleil et la lune, empêche les rayons solaires d'arriver sur la surface de ce dernier astre. Cherchons d'abord à reconnaître s'il est possible qu'il en soit ainsi.

Le soleil envoie des rayons de lumière dans toutes les directions. Ceux de ces rayons qui sont dirigés vers la terre sont arrêtés par la présence de ce corps opaque; et il en résulte que, au delà de la terre, une portion de l'espace se trouve dans l'ombre. Imaginons un cône AOA', *fig.* 282, qui enveloppe complétement le soleil S et

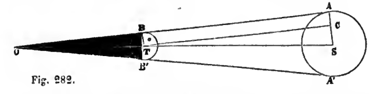


Fig. 282.

la terre T, en touchant leurs surfaces sur tout son contour. Il est aisé de voir qu'aucun rayon solaire, en supposant qu'il conserve constamment sa direction rectiligne, ne pourra pénétrer dans la portion de ce cône qui est comprise entre son sommet et la terre; tandis que, si l'on prend un autre point quelconque de l'espace, on verra qu'il peut toujours y arriver des rayons provenant, sinon de la totalité, au moins d'une partie de l'hémisphère solaire qui est tourné vers ce point. C'est donc la partie BOB' du cône qui constitue l'ombre produite par la terre du côté opposé au soleil.

Pour que la lune puisse s'éclipser, il faut qu'elle puisse pénétrer dans le cône d'ombre. Voyons donc quelle est la longueur de ce cône. Si, par le point T, nous menons la ligne TC parallèle à OA, nous aurons deux triangles semblables OBT, TCS, qui nous donneront la proportion

$$\frac{OT}{TB} = \frac{TS}{SC}.$$

Si nous prenons le rayon de la terre TB pour unité, SC, qui est la différence entre le rayon du soleil et le rayon de la terre, sera égal à 111 (§ 150); d'ailleurs la distance TS du soleil à la terre est en moyenne égale à 24 000 : on en conclut que la distance OT du sommet du cône d'ombre au centre de la terre est égale à 216 rayons terrestres. Ce résultat nous montre que la lune peut pénétrer dans le cône d'ombre de la terre, puisque la distance qui existe entre son centre et celui de la terre est seulement de 60 rayons terrestres. On peut même ajouter que la lune, en pénétrant dans le cône d'ombre, peut y être contenue en totalité. Car, si l'on considère la section transversale de cône, au milieu de la distance OT, c'est-à-dire à une distance du point T égale à 108 rayons terrestres, le diamètre de cette section est égal à la moitié du diamètre de la terre; le diamètre de la section faite à une distance du point T égale à 60 rayons terrestres seulement, est donc plus grand que la moitié du diamètre de la terre : or on sait que le diamètre de la lune n'est guère que le quart de celui de la terre, c'est-à-dire qu'il est beaucoup plus petit que celui de la section transversale du cône d'ombre, au point où la lune vient pénétrer dans ce cône. Ainsi non-seulement la lune, dans son mouvement autour de la terre, peut rencontrer le cône d'ombre projeté par ce globe, mais encore elle peut se placer tout entière à l'intérieur de ce cône.

§ 228. Lorsque la lune ne pénètre qu'en partie dans le cône d'ombre de la terre, on dit que l'éclipse est *partielle;* lorsqu'elle pénètre complétement à l'intérieur du cône, l'éclipse est *totale.*

Si l'on se représente la lune marchant d'un mouvement sensiblement uniforme, et suivant une direction à peu près perpendiculaire à celle de l'axe du cône d'ombre, on se fera tout de suite une idée des circonstances principales que devra présenter une éclipse de lune, depuis le moment où elle commence jusqu'à celui où elle finit. Dans le cas d'une éclipse partielle, l'ombre de la terre s'étend de plus en plus sur la surface de la lune, jusqu'à l'instant où le centre de l'astre se trouve au point de son orbite le plus rapproché de l'axe du cône; à partir de là, l'ombre abandonne la lune peu à peu, puis finit par disparaître complétement. La *fig.* 283 peut donner une idée de l'échancrure que présente le disque de la lune, lorsque l'ombre de la terre se projette ainsi sur une portion de sa



Fig. 283.

surface. Le bord *abc* de cette échancrure est une partie du contour de la section transversale faite dans le cône d'ombre à l'endroit où se trouve la lune; la forme arrondie de ce bord, qu'il est impossible de ne pas remarquer lorsqu'on observe une éclipse, manifeste d'une manière évidente la rondeur de la surface de la terre, rondeur que nous avons constatée tout d'abord au moyen d'observations simples faites à la surface même du globe (§§ 53 et 54).

Dans le cas d'une éclipse totale, la lune pénètre d'abord peu à peu dans le cône d'ombre ; son disque présente une échancrure de plus en plus prononcée, jusqu'au moment où il est entièrement couvert par l'ombre de la terre. La lune reste dans cet état pendant un certain temps, puis elle en sort en repassant successivement par les diverses apparences qu'elle avait présentées précédemment, mais en sens inverse.

§ 229. L'échancrure du disque de la lune, au moment où cet astre n'est que partiellement éclipsé, est loin d'être aussi nette et aussi tranchée que la figure 283 semble l'indiquer. L'ombre projetée par la terre sur la lune présente une pénombre (§ 117), comme cela a lieu nécessairement toutes les fois qu'il s'agit de l'ombre produite par un corps opaque exposé aux rayons du soleil.

Pour nous rendre compte de l'étendue de cette pénombre, imaginons un autre cône AO'A', *fig.* 284, ayant son sommet O' entre

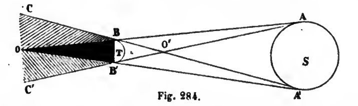


Fig. 284.

le soleil et la terre, et enveloppant le soleil S et la terre T dans ses deux nappes opposées AO'A', BO'B', qui touchent les surfaces de ces deux corps par tout leur contour. Il est aisé de voir que tout point situé à l'intérieur de l'espace CBB'C', et en dehors de l'ombre BOB', doit recevoir des rayons de lumière venant d'une portion seulement de l'hémisphère du soleil tourné de son côté; d'un pareil point on ne doit apercevoir qu'une partie du disque du soleil, l'autre partie étant masquée par la terre, qui se trouve interposée entre ce point et le soleil. On reconnaîtra de plus très facilement que la portion du soleil qui envoie des rayons de lumière au point dont il s'agit, est d'autant plus grande que ce point est plus rapproché de la surface extérieure de l'espace CBB'C', et d'autant plus petite, au

contraire, qu'il est plus rapproché de la surface de l'ombre pure BOB'. En sorte que, pendant que la lune s'avance de manière à pénétrer dans le cône d'ombre de la terre, une portion quelconque de sa surface doit commencer à perdre de son éclat au moment où elle entre dans le cône CBB'C'; la lumière doit aller ensuite en diminuant progressivement, à mesure que cette portion de surface s'avance vers l'ombre pure, pour disparaître tout à fait à l'instant où elle franchit la limite extérieure de cette ombre pure.

Les diverses parties du disque de la lune occupant, à un instant donné, des positions différentes à l'intérieur de cet espace qui correspond à la pénombre, il doit y avoir une dégradation insensible de lumière, depuis les points qui sont éclairés par toute la surface du soleil, jusqu'à ceux qui n'en reçoivent aucun rayon lumineux. Mais il est aisé de voir que le diamètre du disque de la lune n'est pas assez grand, pour qu'on puisse bien y distinguer la pénombre dans toute son étendue. La largeur angulaire de la pénombre est précisément l'angle CBO; or cet angle est égal à l'angle ABA', qui n'est autre chose que le diamètre apparent du soleil, vu de la terre: et comme le diamètre apparent de la lune est à peu près le même que celui du soleil, il en résulte que la lune peut occuper à peu près toute la largeur de la pénombre. D'après cela, lorsqu'une portion du disque de la lune est dans l'ombre pure, l'autre portion doit être tout entière dans la pénombre, et ne doit même pas s'étendre jusqu'à la limite opposée de cette pénombre.

Ce qu'on remarque aisément, c'est le passage insensible de l'ombre pure à la pénombre; la dégradation de teinte qu'on y voit est tellement prononcée, qu'il est impossible d'indiquer avec précision l'instant où un point remarquable de la lune quitte la pénombre pour entrer dans l'ombre pure, ou inversement.

§ 230. Outre les circonstances que nous venons d'indiquer, et qui résultent de la manière dont une partie des rayons solaires est arrêtée par l'interposition du globe terrestre entre le soleil et la lune, il y en a encore d'autres qui sont dues à la présence de l'atmosphère de la terre, et que nous allons faire connaître.

Pour que les choses arrivent exactement comme nous l'avons dit jusqu'à présent, il faut que les rayons solaires, en passant près de la terre, conservent la direction rectiligne qu'ils avaient au moment où ils sont partis du soleil. Mais on sait qu'il n'en est pas ainsi pour les rayons lumineux qui traversent l'atmosphère de la terre; ces rayons changent de direction chaque fois qu'ils passent d'une couche d'air dans une autre couche d'une densité différente: lorsque, après avoir pénétré dans l'atmosphère d'un côté, ils en

sortent d'un autre côté sans avoir rencontré la surface de la terre, ils doivent avoir éprouvé dans l'intervalle un changement notable de direction. Considérons en particulier un rayon, tel que SA, *fig*. 285,

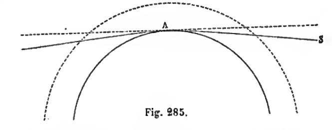


Fig. 285.

qui traverse l'atmosphère terrestre en passant tout près de la surface du sol La direction de ce rayon au point A, où il est devenu pour ainsi dire tangent à cette surface, n'est pas la même que la direction qu'il avait avant de pénétrer dans l'atmosphère ; la déviation qu'il a éprouvée jusqu'au point A est de plus de 33′ (§ 58), dans les circonstances ordinaires. Depuis le point A, jusqu'à sa sortie de l'atmosphère, il éprouve une nouvelle déviation égale à la précédente, et dans le même sens ; en sorte que la direction définitive de ce rayon lumineux fait un angle de plus d'un degré avec sa direction première. Cette déviation totale qu'éprouve un rayon de lumière qui traverse l'atmosphère, sans s'arrêter à la terre, est d'ailleurs plus ou moins grande, suivant que ce rayon s'approche plus ou moins de la surface du sol ; elle présente tous les états de grandeur, depuis la déviation de plus d'un degré relative au rayon qui pénètre dans les couches les plus basses de l'atmosphère, jusqu'à une déviation nulle correspondant au rayon qui touche la couche extérieure de l'atmosphère sans y pénétrer.

On comprend d'après cela que le cône d'ombre, dont nous avons parlé précédemment, ne doit pas être privé de rayons solaires dans toute son étendue. Les rayons qui traversent l'atmosphère terrestre

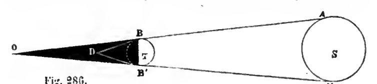


Fig. 286.

y éprouvent une déviation qui les rapproche de l'axe de ce cône. Si l'on considère ceux de ces rayons qui, dirigés d'abord suivant les génératrices du cône AB, A′B′, *fig*. 286, pénètrent jusque dans

les couches inférieures de l'atmosphère, et continuent leur route après avoir passé tout près de la surface de la terre, on verra qu'ils viennent converger en un point D beaucoup plus rapproché de la terre que le point O. Le cône BDB′, formé par ces rayons, divise le cône d'ombre BOB′ en deux régions : l'une, intérieure au cône BDB′, dans laquelle il n'arrive aucun rayon solaire ; l'autre, extérieure à ce cône BDB′, dont tous les points sont traversés par des rayons solaires déviés de leur route primitive par l'atmosphère de la terre.

Si l'on détermine la distance du point D au centre de la terre, on trouve que cette distance est en moyenne de 42 rayons terrestres. On voit donc que la lune ne peut jamais pénétrer dans l'espace BDB′, qui est complétement privé de lumière ; au moment d'une éclipse totale, la lune est tout entière contenue dans la portion du cône d'ombre BOB′ où pénètrent les rayons réfractés par l'atmosphère de la terre. Aussi arrive-t-il que, dans une pareille éclipse, la lune ne perd pas complétement sa lumière ; elle est encore faiblement éclairée par les rayons dont nous venons de parler.

On observe que cette faible lumière que la lune conserve dans les éclipses totales présente une teinte rougeâtre très prononcée. Quelques points brillants, qu'Herschel avait remarqués dans certaines parties de la surface de l'astre, pendant les éclipses, l'avaient même porté à croire qu'il existait sur la lune quelques volcans en activité ; mais on ne doit voir, dans tout cela, que l'effet dû à la lumière du soleil, arrivant à la surface de la lune après avoir subi l'influence de l'air atmosphérique. L'air arrête une portion de la lumière qui le traverse, et la réfléchit dans toutes les directions, ce qui donne lieu à la lumière diffuse ; mais cette action de l'air ne s'exerce pas également sur les diverses lumières élémentaires qui composent la lumière blanche. Les rayons de l'extrémité violette du spectre solaire sont arrêtés en plus grand nombre que ceux de l'extrémité rouge ; c'est ce qui occasionne la couleur bleue du ciel, en raison de la prédominance des rayons de la première espèce dans la lumière diffuse ; c'est ce qui produit encore la teinte rougeâtre des nuages éclairés par le soleil, au moment du coucher de cet astre, en raison de ce que la lumière qui leur arrive, ayant traversé une grande épaisseur d'atmosphère, contient une plus grande proportion des rayons de la seconde espèce que la lumière blanche. On comprend donc que la lumière qui arrive encore à la surface de la lune, pendant les éclipses totales de cet astre, doit avoir une teinte rougeâtre, puisqu'elle ne lui arrive qu'après avoir traversé une grande épaisseur d'air atmosphérique. Cette lumière rouge,

fortement réfléchie par quelques sommets de montagnes lunaires, donne lieu aux points brillants qu'Herschel avait pris pour des volcans en activité.

§ 231. **Prédiction des éclipses de lune.**—Les éclipses de lune étant uniquement dues aux positions que le soleil et la lune occupent l'un par rapport à l'autre dans le ciel, on conçoit que la connaissance des lois du mouvement de ces deux astres doit permettre, non-seulement de calculer d'avance les époques auxquelles ces phénomènes doivent se produire, mais encore de prédire les diverses circonstances qu'ils doivent présenter. Nous allons donner une idée de la marche qu'on suit pour atteindre ce but.

Les anciens étaient loin de connaître les lois du mouvement du soleil et de la lune aussi bien qu'on les connaît maintenant; mais, à l'aide de la période de 18 ans 11 jours dont nous avons parlé (§ 225), ils étaient parvenus à prédire le retour des éclipses de lune, avec un assez grand degré d'exactitude. Nous savons qu'il y aurait éclipse à chaque pleine lune, si la lune ne sortait pas du plan de l'écliptique Ce qui fait que les éclipses de lune sont beaucoup plus rares, c'est que, la lune se trouvant d'un côté ou de l'autre de l'écliptique, au moment où elle est en opposition avec le soleil, elle peut passer au-dessus ou au-dessous du cône d'ombre de la terre, sans y pénétrer; il n'y a éclipse que quand, au moment de l'opposition, la lune est suffisamment rapprochée de l'écliptique, ou bien, ce qui est la même chose, suffisamment rapprochée de l'un des nœuds de son orbite. Si, à deux époques différentes, la lune, en opposition avec le soleil, se trouve placée de la même manière par rapport à ses nœuds, il ne peut pas y avoir une éclipse à l'une de ces deux époques, sans qu'il y en ait une autre entièrement pareille, à la seconde époque. Or, si à partir d'une éclipse que l'on a observée, on attend qu'il s'écoule 223 lunaisons, on se retrouvera à une pleine lune pour laquelle la lune occupera par rapport à ses nœuds la même place qu'au commencement de cet intervalle de temps; puisque, pendant ce temps, il se sera écoulé 19 révolutions synodiques des nœuds : on devra donc, après les 223 lunaisons, observer encore une éclipse pareille à celle que l'on avait observée précédemment. On conçoit, d'après cela, qu'il suffit d'avoir noté les dates et les phases principales des éclipses de lune qui se sont produites pendant la durée de 223 lunaisons successives, pour pouvoir prédire indéfiniment le retour de ces éclipses.

Si 223 lunaisons faisaient exactement 19 révolutions synodiques des nœuds de la lune, on n'aurait pas besoin d'avoir recours à d'autres moyens pour la prédiction des éclipses de lune. Mais nous

savons que l'égalité entre la durée de 223 lunaisons et celle de 19 révolutions synodiques des nœuds n'est qu'approximative. En sorte que, si l'on peut prédire à coup sûr, à l'aide de la période dont il s'agit, qu'une éclipse arrivera à telle époque, on ne peut pas faire connaître avec une bien grande précision l'importance ni la durée de cette éclipse, qui diffère réellement un peu de l'éclipse antérieure avec laquelle elle devrait être identique si la période était exacte. Il peut même arriver qu'une éclipse partielle très faible ne se reproduise pas du tout au bout de 18 ans 11 jours; et aussi qu'une éclipse partielle se présente 18 ans 11 jours après une époque à laquelle on n'avait pas observé de phénomène de ce genre. Aussi l'emploi de cette période de 18 ans 11 jours, qui constituait le seul moyen employé par les anciens pour la prédiction des éclipses, ne peut-il plus suffire, maintenant que les théories astronomiques permettent d'atteindre une précision incomparablement plus grande. Cette période n'est plus employée que comme un moyen extrêmement simple d'acquérir une première notion sur la série des éclipses qui devront arriver, et dont on devra avoir à s'occuper.

Les lois des mouvements des divers astres, telles que la science a pu les établir jusqu'à présent, ont été réduites par les astronomes en *tables*, au moyen desquelles on peut indiquer à l'avance la position qu'un astre doit occuper dans le ciel à une époque quelconque à venir. C'est sur les données fournies par les tables du soleil et de la lune, que l'on se base maintenant pour prédire les éclipses de lune. Mais habituellement ces données ne sont pas puisées directement dans les tables mêmes. Le Bureau des longitudes faisant calculer, à l'aide de ces tables, et publiant plusieurs années d'avance, dans la *Connaissance des temps*, toutes les indications relatives aux positions que le soleil et la lune doivent prendre dans le ciel, jour par jour, on profite de ce travail préliminaire; et c'est à ces indications fournies par la *Connaissance des temps*, que l'on emprunte tout ce qui est nécessaire à la détermination des diverses circonstances que doivent présenter les éclipses.

§ 232. Pour comprendre comment se fait le calcul d'une éclipse de lune, il faut concevoir que le rayon de la sphère céleste (§ 63) ait été choisi de manière que sa surface passe par le centre de la lune; cette sphère, dont le centre sera supposé au centre de la terre. coupera la lune suivant un cercle, et le cône d'ombre de la terre suivant un autre cercle : c'est en étudiant les positions que ces deux cercles prennent successivement l'un par rapport à l'autre, qu'on arrive à déterminer toutes les circonstances des éclipses de lune. Le centre du cercle d'ombre est toujours diamétralement

opposé au centre du soleil; il est donc situé sur l'écliptique, et s'y déplace progressivement avec une vitesse égale à celle avec laquelle le centre du soleil lui-même parcourt ce grand cercle. Le cercle suivant lequel la surface de la lune est coupée par la sphère céleste, se meut de son côté, de manière que son centre reste toujours sur l'orbite mobile dont nous avons parlé (§ 207). Tant que le cercle d'ombre et le cercle de la lune restent extérieurs l'un à l'autre, il n'y a pas d'éclipse; si ces deux cercles viennent à pénétrer l'un dans l'autre, il y a éclipse; l'éclipse est totale, si le cercle de la lune vient se placer tout entier à l'intérieur du cercle d'ombre.

Pour comparer les positions respectives que ces deux cercles prennent successivement, il est nécessaire de connaître leurs dimensions.

Nous savons déjà que le diamètre apparent de la lune est égal en moyenne à 31′25″,7; sa valeur, qui varie constamment entre 29′22″ et 33′28″, est fournie par la *Connaissance des temps*, pour tous les jours de chaque année, à midi et à minuit, et l'on peut, à l'aide de ces indications, la trouver pour une époque quelconque.

Quant au cercle d'ombre, il est facile de voir comment on peut en calculer le diamètre apparent. Soit MN, *fig.* 287, la surface de

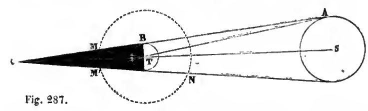


Fig. 287.

la sphère céleste, que nous supposons passer par le centre de la lune; cette surface coupe le cône d'ombre de la terre suivant le cercle MM′, et l'angle MTM′ est le diamètre apparent que nous voulons déterminer. La moitié MTO de ce diamètre apparent est égale à l'angle BMT, qui n'est autre chose que la parallaxe de la lune (puisque MT est la distance de la lune à la terre), diminué de l'angle MOT; mais l'angle MOT est lui-même égal à l'angle ATS (demi-diamètre apparent du soleil), diminué de l'angle BAT (parallaxe du soleil) : donc, pour avoir le demi-diamètre apparent du cercle d'ombre MM′, il faut ajouter la parallaxe du soleil à celle de la lune, et en retrancher le demi-diamètre apparent du soleil. On trouve ainsi que ce diamètre apparent du cercle d'ombre varie entre 1°15′32″ et 1°31′36″ : sa valeur, pour une époque quelconque, peut être obtenue à l'aide des valeurs que fournit la *Connaissance*

des temps pour les parallaxes du soleil et de la luno, et pour le diamètre apparent du soleil. Nous ajouterons que, en raison de la pénombre et de la présence de l'atmosphère, l'ombre de la terre paraît avoir un diamètre un peu plus grand que celui qu'on obtient conformémont à ce que nous venons de dire. Pour que les prédictions d'éclipses de lune s'accordent avec les observations, Mayer a trouvé qu'il faut augmenter le diamètre de l'ombre d'un soixantièmo de sa valeur; les astronomes se conforment habituellement à cette règle.

Soit AB, *fig.* 288, le grand cercle de l'écliptique, et CD l'orbito

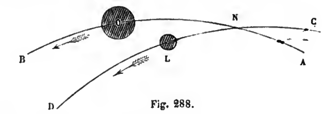


Fig. 288.

de la lune; N sera un des nœuds de cette orbite. L'ombre O so meut lo long du premier cercle avec la vitesse du soleil, et la lune L se meut le long du second cercle, avec une vitesse environ 13 fois plus grande. Pour que, dans ce mouvement commun, la lune L vienne roncontrer l'ombre O, il faut qu'au moment de l'opposition de la lune, le centre de l'ombre soit suffisamment rapproché du nœud N. En tenant compte de ce que les diamètres apparents de la lune et de l'ombre varient d'une époque à une autre, et remarquant que la distance du centre de l'ombre au nœud N est précisément égale à la distance du centre du soleil à l'autre nœud de la luno, on trouve que : 1° Si, à l'époque d'une pleine lune, la distance du centre du soleil au nœud le plus voisin est plus grande que 12° 3′, il no peut pas y avoir éclipse; 2° si, à uno paroille époquo, la distance du centro du soleil à l'un des nœuds de la lune est plus petite quo 9° 31′, il y a certainement éclipso; 3° enfin, si la distance du soleil à l'un des nœuds est comprise entro 9° 31′ et 12° 3′, l'éclipse est douteuse, et lo calcul détaillé des circonstances de cette éclipse montrera si elle a lieu réellement.

§ 233. Voyons maintenant comment on effectuo la détermination des diverses circonstances d'une éclipso, comment on calcule d'avance les époques précises auxquelles se produiront ses diverses phases. Ce que nous pouvons faire de mieux, pour cela, c'est de donner un exemple de ce genre de calcul.

Prenons l'éclipse des 13 et 14 novembre 1845. D'après la *Con-*

naissance des temps, le 13 novembre, à midi moyen (temps de Paris), la longitude du soleil surpasse celle de la lune de 186° 20′ 7″,1; le lendemain 14, également à midi moyen, la longitude du soleil ne surpasse plus celle de la lune que de 174° 45′ 8″,6. Dans l'intervalle, il doit y avoir un instant pour lequel la différence des deux longitudes est exactement de 180°; on trouve facilement que cet instant, pour lequel la lune est en opposition, correspond au 14 novembre, à 1h 4m 20s,9 du matin. La *Connaissance des temps* fait voir qu'à cette époque la longitude du soleil surpasse celle d'un des nœuds de la lune, d'environ 5 degrés et demi; on est donc certain, d'après ce que nous avons dit, que la lune pénètre dans l'ombre de la terre, c'est-à-dire qu'il y a éclipse.

On trouve, toujours dans la *Connaissance des temps*, que, pour le moment de l'opposition:

la parallaxe de la lune est de.	55′ 39″,6
la parallaxe du soleil est de.	8″,7
le demi-diamètre apparent de la lune est de.	15′ 10″,1
le demi-diamètre apparent du soleil est de.	16′ 12″,3

On en conclut que le demi-diamètre de l'ombre est de 39′ 36″, ou 2376″; en sorte qu'en l'augmentant d'un soixantième de sa valeur, par la raison que nous avons indiquée, il devient égal à 2415″,6.

On trouve encore, au moyen de la *Connaissance des temps*, que: 1° le 14 novembre, à 0h 30m du matin, l'excès de la longitude du soleil sur celle de la lune est de 180° 16′ 33″,7, et la latitude de la lune est de 0° 25′ 57″,6 A; 2° le même jour, à 1h 30m du matin, l'excès de la longitude du soleil sur celle de la lune est de 179° 47′ 37″,7, et la latitude de la lune est de 0° 28′ 51″,5 A.

A l'aide de toutes ces données, nous pouvons étudier toutes les circonstances de l'éclipse, de la manière suivante. Considérons la portion de la sphère céleste sur laquelle se trouvent la lune et l'ombre de la terre, pendant toute la durée de l'éclipse, comme étant plane, ce qui peut se faire sans erreur appréciable. Supposons en outre que l'ombre de la terre soit immobile, et que la lune ne se meuve qu'en vertu du mouvement relatif dont elle est animée par rapport à cette ombre. Nous pouvons représenter l'ombre de la terre par le cercle ABCD, *fig.* 289, en choisissant le rayon OA de ce cercle, de manière qu'il corresponde à la valeur du demi-diamètre de l'ombre (2415″,6), d'après l'échelle que nous aurons adoptée pour la construction de la figure. La ligne droite EE′, passant par le centre O de ce cercle, représentera une portion de l'écliptique.

A 0h 30m du matin, la longitude du soleil surpasse celle de la

lune de 180°16′33″,7; la longitude du centre O de l'ombre surpasse donc la longitude de la lune, seulement de 16′33″,7, ou 993″,7.

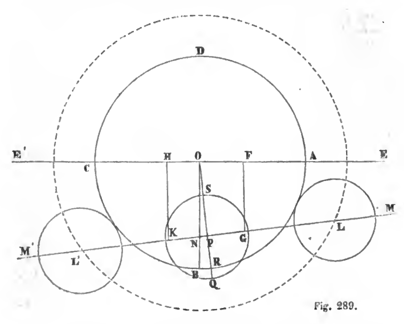


Fig. 289.

Si nous supposons que les longitudes se comptent de droite à gauche de notre figure, et que nous prenions OF égale à 993″,7, d'après l'échelle adoptée, le point F sera le pied du cercle de latitude de la lune, pour le moment dont il s'agit. Élevons en F une perpendiculaire sur l'écliptique EE′, puis prenons sur cette perpendiculaire une longueur FG égale à 25′57″,6, ou 1557″,6, qui est la latitude correspondante de la lune, et nous aurons en G la position occupée par le centre de la lune à $0^h\,30^m$ du matin.

Prenons de même OH égal à 12′22″,3 ou 742″,3, qui est l'excès de la longitude de la lune sur celle du centre O de l'ombre, à $1^h 30^m$ du matin; puis portons, sur la perpendiculaire à l'écliptique menée par le point H, une longueur HK égale à la latitude correspondante de la lune, dont la valeur est de 28′51″,5 ou 1731″,5 : le point K sera la position du centre de la lune à $1^h 30^m$ du matin.

Nous pouvons, sans erreur sensible, regarder le mouvement de la lune, par rapport à l'ombre, comme étant rectiligne et uniforme pendant toute la durée de l'éclipse. En sorte que, si nous faisons passer une ligne droite MM′ par les points G, K, cette ligne sera le

36.

chemin parcouru par le centre de la lune, par rapport au cercle d'ombre ABCD. Le point N, où la ligne MM′ est rencontrée par la perpendiculaire à l'écliptique menée par le point O, n'est autre chose que la position qu'occupe la lune au moment de l'opposition, c'est-à-dire le 14 novembre à $1^h\,4^m\,20^s,9$ du matin.

Décrivons une circonférence de cercle, du point O comme centre, et avec un rayon égal à la somme des rayons de l'ombre et de la lune, c'est-à-dire égal à 3325″,7; cette circonférence coupera l'orbite relative MM′ du centre de la lune en deux points L, L′. Il est bien évident, d'après la manière dont ces deux points ont été obtenus, que si, de chacun d'eux comme centre, avec le rayon de la lune, qui est de 910″,1, on trace une circonférence de cercle, ces deux cercles seront tangents au cercle d'ombre ABCD, et représenteront par conséquent les deux positions de la lune relatives au commencement et à la fin de l'éclipse. Si, de plus, on abaisse du point O une perpendiculaire sur MM′; le pied P de cette perpendiculaire sera la position du centre de la lune au milieu de l'éclipse.

La lune emploie une heure pour aller de G en K. D'après le rapport qui existe entre les deux lignes NP et GK, dont on peut mesurer les longueurs sur la figure, on trouve que la lune doit mettre $5^m\,40^s,8$ à parcourir la distance NP : c'est donc $5^m\,40^s,8$ avant l'opposition, c'est-à-dire à $0^h\,58^m\,40^s,1$ du matin, qu'arrive le milieu de l'éclipse. On trouve de même que la lune doit mettre $1^h\,39^m\,19^s,4$ à parcourir l'une ou l'autre des deux distances égales LP, PL′ : c'est donc le 13 novembre à $11^h\,19^m\,20^s,7$ du soir que l'éclipse commence, et le 14 novembre, à $2^h\,37^m\,59^s,5$ du matin qu'elle finit.

En décrivant un cercle du point P comme centre, avec le rayon de la lune, on reconnaît tout de suite si l'éclipse est totale ou partielle. Ici on voit qu'elle est partielle, puisque au moment où le centre de la lune se trouve le plus rapproché du centre de l'ombre, une portion de son disque se trouve encore en dehors du cercle d'ombre. Si l'on mène le diamètre QS, dirigé vers le point O, et si l'on prend le rapport qui existe entre la portion RS de ce diamètre qui est dans l'ombre et le diamètre lui-même, ce rapport est ce qu'on nomme la *grandeur de l'éclipse*. Dans l'exemple particulier que nous traitons ici, la grandeur de l'éclipse est de 0,92. On exprime ordinairement cette grandeur en *doigts*. Pour cela on imagine que le diamètre QS soit divisé en 12 parties égales ou doigts, et l'on indique combien la partie RS contient de ces parties. La fraction 0,92 étant à peu près égale à $\frac{11}{12}$, on dit que la grandeur de l'éclipse des 13 et 14 novembre 1845 est de 11 doigts.

Si le diamètre QS était tout entier à l'intérieur du cercle d'ombre, auquel cas l'éclipse serait totale, on déterminerait le commencement et la fin de l'éclipse totale, en cherchant les positions de la lune pour lesquelles son disque est tangent intérieurement au cercle d'ombre. La recherche de ces deux positions particulières s'effectuerait tout aussi facilement que celle des positions L, L', où le disque de la lune et le cercle d'ombre sont tangents extérieurement.

Dans tout ce qui précède, nous avons supposé que c'était par la construction graphique de la figure 289, et par la mesure de certaines longueurs sur cette figure, qu'on effectuait la détermination des diverses circonstances de l'éclipse. On comprend qu'à ces moyens peu exacts on peut substituer des méthodes de calcul correspondantes et conduisant à une précision beaucoup plus grande que les opérations graphiques. C'est ce qu'on fait en réalité, tout en suivant complétement la marche que nous venons d'expliquer.

Pour achever d'indiquer tout ce qui se rapporte à l'éclipse que nous venons de prendre pour exemple, il ne nous reste plus qu'à faire connaître les lieux de la terre où cette éclipse est visible. Cherchons d'abord les lieux d'où l'on pourra voir l'éclipse, au moment où le phénomène a atteint son maximum d'intensité. Nous avons trouvé que le milieu de l'éclipse arrive le 14 novembre à $0^h\,58^m\,40^s$ du matin (temps moyen de Paris). En tenant compte de l'équation du temps (§ 184), qui à cette époque est de $15^m\,27^s$, on voit que c'est à $1^h\,14^m\,7^s$ de temps vrai que correspond ce milieu de l'éclipse. Si l'on considère le point de la terre pour lequel la lune est au zénith à cet instant, on reconnaîtra sans peine qu'il est minuit en ce point, et que, par conséquent, sa longitude à l'ouest du méridien de Paris est de $18°\,31'\,45''$. Quant à la latitude de ce point, elle est égale à la déclinaison du centre de la lune au même instant, déclinaison qui, d'après la *Connaissance des temps*, est de $17°\,42'\,17''$ B. Dès lors on n'a qu'à imaginer que la surface de la terre soit divisée en deux hémisphères, par un plan mené perpendiculairement au rayon qui aboutit au point dont la longitude est $18°\,31'\,45''$ O et dont la latitude est $17°\,42'\,17''$ B; le milieu de l'éclipse sera visible pour tous les points de la terre situés sur l'un de ces deux hémisphères, et invisible pour tous les points situés sur l'autre. Ce que nous venons de faire pour le milieu de l'éclipse, nous pourrions le répéter pour le commencement et pour la fin, et nous trouverions ainsi tous les lieux d'où l'on verrait l'éclipse, soit tout entière, soit en partie seulement. Il est aisé de conclure de là que les lieux d'où l'on peut voir une éclipse de lune, pendant la totalité ou une partie seulement de la durée de ce phénomène,

occupent plus de la moitié de la surface du globe terrestre.

Pour qu'on puisse voir une éclipse de lune, il faut que la lune soit au-dessus de l'horizon, ainsi que l'ombre de la terre, ou au moins une partie de cette ombre; or cela ne peut avoir lieu qu'autant que le soleil est au-dessous de l'horizon : ce n'est donc que pendant la nuit qu'on peut voir les éclipses de lune. Il y a cependant certaines circonstances particulières dans lesquelles on peut voir une éclipse de lune pendant quelques instants, avant le coucher du soleil, ou après son lever. Si, par exemple, on se trouve en un point tel que A, *fig.* 290, au moment où une éclipse commence, le soleil



Fig. 290.

sera tout entier au-dessous de l'horizon, et la partie de la lune qui se trouve dans le cône d'ombre y sera également; mais la réfraction atmosphérique, en relevant les deux astres au-dessus de l'horizon, permettra de voir le soleil d'un côté, et la partie éclipsée de la lune de l'autre côté.

§ 234. **Éclipses de soleil.** — Nous avons dit que les éclipses de soleil sont dues à l'interposition de la lune entre le soleil et la terre. Il est clair que, lorsque cette circonstance se présente, la lune doit dérober à nos regards une portion plus ou moins grande du disque du soleil. Cherchons d'abord à reconnaître si la lune peut le couvrir complétement.

En suivant une marche toute semblable à celle que nous avons suivie pour les éclipses de lune (§ 226), nous pourrons trouver la

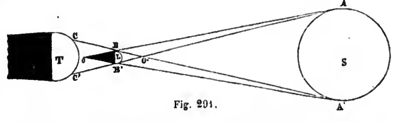


Fig. 291.

longueur du cône d'ombre que la lune projette du côté opposé au soleil. Comparons donc cette longueur OL, *fig.* 291, calculée pour le cas où la lune L se trouve exactement entre le soleil S et la terre T, avec la distance LT qui existe en même temps entre le centre

de la terre et le centre de la lune. Le rayon de la terre étant pris pour unité, la plus petite valeur de la distance LT est égale à 55,947 (§ 202); d'ailleurs la plus grande valeur de la distance OL du sommet du cône d'ombre au centre de la lune est de 59,73 : donc, dans les circonstances auxquelles correspondent ces valeurs de LT et OL, l'ombre de la lune s'étend jusqu'à la terre et au delà, *fig.* 292. Pour tout point compris dans la portion *ab* de la surface

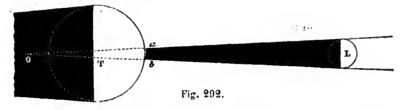


Fig. 292.

de la terre, la lune couvre complétement le soleil : il y a alors *éclipse totale*. Mais, d'un autre côté, si l'on cherche la plus petite valeur de la longueur OL du cône d'ombre de la lune, on trouve qu'elle est égale à 57,76 ; et la plus grande distance du centre de la lune au centre de la terre est de 63,802 : lorsque ces circonstances se présentent, le cône d'ombre de la lune ne s'étend pas jusqu'à la terre, *fig.* 293. Dans ce cas, il n'y a d'éclipse totale pour aucun point de la surface de la terre ; de tous les points de l'hémisphère terrestre qui est tourné vers le soleil, on aperçoit une portion, sinon la totalité du disque de cet astre. Il y a cependant une particularité à signaler : c'est que, si l'on prolonge le cône d'ombre de la lune au delà de son sommet O, *fig.* 293, la seconde nappe de ce

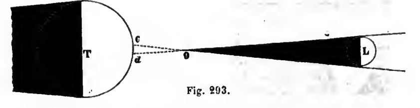


Fig. 293.

cône interceptera à son intérieur une certaine portion *cd* de la surface de la terre, pour tous les points de laquelle il y aura une *éclipse annulaire :* de chacun de ces points on verra la lune se projeter comme un cercle noir au milieu du disque du soleil, et la portion excédante de ce disque formera un anneau lumineux tout autour de ce cercle. Ainsi, lorsque la lune vient se placer entre le soleil et la terre, il y a éclipse totale ou éclipse annulaire, pour

certains points de la terre, suivant que les distances du soleil et de la lune à la terre sont plus ou moins grandes.

On peut arriver encore au même résultat par d'autres considérations. Si, au moment où la lune vient passer devant le soleil, son diamètre apparent est plus grand que celui de ce dernier astre, elle pourra le couvrir complétement, et il y aura éclipse totale; or, il est aisé de voir que cette circonstance peut bien se présenter, puisque la plus grande valeur du diamètre apparent de la lune vue de la surface de la terre est de 34′ 6″, et que la plus petite valeur du diamètre apparent du soleil est seulement de 31′ 31″. Si, au contraire, le diamètre apparent de la lune est plus petit que celui du soleil, la lune ne pourra pas couvrir tout le disque de ce dernier astre; ce disque débordera tout autour de la lune, et il en résultera une éclipse annulaire: or c'est ce qui peut encore très bien arriver, puisque le diamètre apparent de la lune, vue de la surface de la terre, peut se réduire à 29′ 22″, et que celui du soleil peut atteindre une valeur de 32′ 35″,6. Dans ce dernier cas, si l'on se trouve au point de la terre d'où les centres des deux astres semblent coïncider à un certain instant, le disque du soleil doit se présenter sous la forme qu'indique la *fig.* 294.



Fig. 294.

§ 235. En même temps qu'il y a éclipse totale ou annulaire pour certains points de la surface de la terre, il y a *éclipse partielle* pour un grand nombre d'autres points. Concevons, autour du soleil et de la lune, un cône analogue à celui qui nous a servi à trouver la pénombre dans les éclipses de lune (§ 229). Il est aisé de voir que, pour tout point de la terre situé à l'intérieur de la nappe CO′C′ de ce cône, *fig.* 291, et non compris dans le cône d'ombre BOB′ ou dans son prolongement, il doit y avoir une éclipse partielle de soleil; d'un pareil point, on doit voir la lune se projeter sur une portion du disque du soleil, en y produisant une échancrure circulaire, *fig.* 295, et la partie de ce disque qui est couverte par la lune doit être d'autant plus grande que le point d'où l'on observe les deux astres est plus loin de la



Fig. 295.

surface du cône CO'C' et plus près de celle du cône d'ombre BOB'.

Les dimensions transversales du cône CO'C', dans le voisinage de la terre, ne sont pas assez grandes pour que le globe terrestre puisse être contenu tout entier à son intérieur. Pour nous en rendre compte d'une manière simple, observons que, en raison de la petitesse de la lune par rapport au soleil, ce qui fait que les distances OL, O'L sont très petites par rapport à la distance LS, et sensiblement égales entre elles, les angles BOB', BO'B' ont à très peu près la même grandeur ; observons en outre que, la longueur OL du cône d'ombre de la lune étant en moyenne à peu près égale à la distance LT de la lune à la terre, l'angle BOB' ne diffère pas beaucoup du diamètre apparent de la lune vue de la terre, de telle sorte qu'on peut regarder l'angle BO'B' comme étant égal à ce diamètre apparent. Or, puisque O'T est sensiblement le double de O'L, les dimensions transversales du cône CO'C', dans le voisinage de la terre T, doivent être doubles de ce qu'elles sont dans le voisinage de la lune L : il faudrait donc que le diamètre de la terre fût seulement le double de celui de la lune, pour que le globe terrestre pût être contenu dans le cône CO'C' en le touchant sur tout son contour. Nous savons, au contraire, que le diamètre de la terre est près de quatre fois plus grand que celui de la lune (§ 205) : ainsi le cône CO'C' ne peut jamais renfermer à son intérieur qu'une portion de l'hémisphère terrestre qui est tourné vers le soleil. Il résulte de là que, pendant que dans certains lieux de la terre on voit une éclipse de soleil, il y en a un grand nombre d'autres d'où l'on voit le disque du soleil en totalité, sans aucune apparence d'éclipse.

§ 236. La lune se déplace, sur la sphère céleste, environ treize fois plus vite que le soleil. C'est en vertu du mouvement relatif qui en résulte que le premier astre se rapproche et s'éloigne alternativement du second, et qu'à certaines époques il vient passer devant son disque de manière à produire les éclipses de soleil. En y réfléchissant un peu, on trouve sans peine les diverses particularités que doit présenter une de ces éclipses, pour un observateur qui est placé sur la terre et qui suit les diverses phases du phénomène. Ces particularités sont tout à fait analogues à celles que nous avons trouvées relativement aux éclipses de lune, par la considération du mouvement de la lune par rapport à l'ombre de la terre.

L'éclipse commence à l'instant où le disque de la lune vient toucher le disque du soleil. Alors, la lune empiète peu à peu sur le soleil, et en dérobe à nos regards une portion de plus en plus grande. Si le centre de la lune, dans son mouvement relatif, ne passe pas assez près du centre du soleil, pour que la distance de ces points

devienne plus petite que la différence des rayons apparents des deux astres, l'éclipse n'est que partielle. Lorsque la distance des centres a atteint la plus petite valeur qu'elle puisse prendre, l'éclipse est à son maximum d'intensité. A partir de là, la lune continuant toujours à se mouvoir, la portion du soleil qui est cachée par elle va en diminuant progressivement, et l'éclipse cesse à l'instant où le disque de la lune devient de nouveau tangent au disque du soleil.

Si la distance du centre de la lune au centre du soleil peut diminuer assez pour devenir inférieure à la différence des rayons apparents des disques des deux astres, l'éclipse est totale ou annulaire : totale, si le diamètre apparent de la lune vue du lieu où l'on observe est plus grand que celui du soleil ; annulaire, si c'est le contraire qui a lieu. Dans l'un et l'autre cas, la lune commence par couvrir une portion do plus en plus grando du disque du soleil. L'éclipse totale ou annulaire commence à l'instant où la distance des centres des deux disques devient égale à la différence de leurs rayons apparents, circonstance qui fait que les circonférences de ces disques sont tangontes intérieurement. Au bout de quelque temps, les centres s'étant encore rapprochés, puis ayant commencé à s'éloigner, leur distanco redevient égale à cette différence des rayons, ot l'éclipse totale ou annulaire cesse. Enfin, la lune continuant toujours à s'éloigner du soleil, ce dernier astre se démasque peu à peu, jusqu'à ce que les deux disques redeviennent tangents extérieurement, ce qui détermine la fin de l'éclipse.

Le calcul montre que la plus grande durée possible d'une éclipse de soleil est de $4^h 29^m 44^s$, pour un lieu situé sur l'équateur ; et de $3^h 26^m 32^s$, sous le parallèle de Paris. Dans les éclipses totales, la lune ne peut pas cacher complétement le soleil pendant plus de $7^m 58^s$ à l'équateur, et de $6^m 10^s$ à la latitude de Paris. Dans les éclipses annulaires, la lune no peut pas se projeter tout entière sur lo disque du soleil pendant plus de $12^m 24^s$ à l'équateur, et de $9^m 56^s$ à la latitude de Paris. On comprend d'ailleurs que les durées de ces phénomènes peuvent passer par tous les états de grandeur au-dessous des limites qui viennent de leur être assignées.

§ 237. Si au lieu d'examiner les diverses phases d'une éclipse de soleil, pour un observateur placé en un lieu déterminé, nous cherchons à nous rendre compte des particularités que le phénomène doit présenter en général sur toute la surface de la terre, nous y arriverons tout aussi facilement. Pour cela il faut concevoir que la lune, en se mouvant autour do la terre, emporte avoc elle les cônes d'ombre et de pénombro BOB',CO'C', *fig.* 291, dont

nous avons parlé précédemment. Lorsque, par suite de ce mouvement, le cône de pénombre vient toucher la surface de la terre, *fig.* 296, l'éclipse commence au point où se fait le contact des deux surfaces. A peine ce contact a-t-il eu lieu, que le cône de pénombre, en continuant toujours sa marche, couvre une partie de plus en plus grande du globe terrestre. Bientôt le cône d'ombre vient à son tour toucher la surface de la terre; et c'est au point de contact que l'on commence à observer, soit une éclipse totale, soit une éclipse annulaire, suivant que c'est le cône d'ombre lui-même ou seulement son prolongement qui vient rencontrer la terre. Ces deux cônes d'ombre et de pénombre, en marchant ainsi ensemble, viennent couvrir successivement diverses parties du globe; à mesure qu'ils s'avancent, ils aboutissent à de nouvelles régions, et abandonnent celles qu'ils ont atteintes d'abord. Au bout de quelque temps, le cône d'ombre, puis le cône de pénombre, redeviennent l'un après l'autre tangents à la surface du globe; et les instants auxquels ces contacts ont lieu marquent la fin de l'éclipse totale ou annulaire, d'une part, et de l'éclipse partielle, d'une autre part.

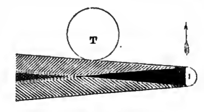


Fig. 296.

Il existe quelquefois, dans notre atmosphère, des nuages isolés et de peu d'étendue qui projettent leur ombre sur le sol, au milieu de plaines dont le soleil éclaire directement toutes les autres parties. Ces nuages étant habituellement en mouvement, on voit leur ombre courir sur la terre, souvent avec une assez grande rapidité. C'est exactement de la même manière que l'ombre de la lune, dans les éclipses totales de soleil, se déplace sur la surface du globe terrestre, en allant d'un bord à l'autre de l'hémisphère qui est éclairé par le soleil.

Les astronomes déterminent ordinairement, à l'avance, les circonstances générales que doit présenter chaque éclipse de soleil sur l'ensemble de la surface de la terre; et, pour qu'on puisse saisir d'un coup d'œil les divers résultats auxquels ils sont parvenus, ils construisent une carte destinée à montrer la marche de l'éclipse sur le globe. La *fig.* 297 fait voir quelle est la disposition de ces cartes; elle se rapporte à l'éclipse annulaire du 1er avril 1764. La ligne ABC passe par tous les points où l'éclipse a commencé au moment même où le soleil se levait; et la ligne ADC par ceux où l'éclipse a fini au lever du soleil. Pour tous les points situés sur la ligne AEC,

intermédiaire entre les deux précédentes, le soleil s'est levé au milieu de l'éclipse. De même les lignes AFG, AHG, AIG, renferment respectivement les points où le coucher du soleil s'est effectué



Fig. 297.

à la fin, au commencement, ou au milieu de l'éclipse. La bande étroite LL, figurée par trois lignes courbes parallèles, est la route qu'a suivie le prolongement du cône d'ombre de la lune, en se déplaçant comme nous venons de l'expliquer. On voit que ce cône a passé au nord des îles du cap Vert, sur les îles Canaries, et au sud de Madère; qu'il a à peine touché la côte de Maroc, et qu'il a ensuite traversé le Portugal, l'Espagne, la France, les Pays-Bas, le Danemark, la Suède, la Laponie et la Nouvelle-Zemble. L'éclipse a été annulaire à Lisbonne, à Madrid et à Paris. De part et d'autre de la bande LL, on n'a observé qu'une éclipse partielle, de plus en plus faible, à mesure que les points étaient plus éloignés de cette

route de l'éclipse annulaire. Dans tous les points de la ligne MM, l'éclipse n'a été que de 9 doigts (§ 233); le long de la ligne NN, elle n'a été que de 7 doigts. De même l'éclipse a été de 9 doigts tout le long de la ligne PP, de 6 doigts tout le long de la ligne QQ, de 3 doigts tout le long de la ligne RR ; et il n'y a eu qu'un simple attouchement des bords du soleil et de la lune, sans éclipse, le long de la ligne CSG. Au delà de cette dernière ligne, il n'y a pas eu d'éclipse, malgré la présence du soleil au-dessus de l'horizon.

§ 238. La période de 18 ans 11 jours, au bout de laquelle la lune reprend les mêmes positions par rapport à ses nœuds et au soleil, joue le même rôle pour les éclipses de soleil que pour les éclipses de lune. Les éclipses de soleil que l'on a observées dans une pareille période se reproduisent en même nombre et à des époques correspondantes, dans la période suivante. Il y a cependant quelques changements qui se présentent peu à peu, en raison de ce que 223 lunaisons ne font pas exactement 19 révolutions synodiques des nœuds. L'observation a montré qu'en moyenne, dans l'espace de 18 ans 11 jours, il y a 70 éclipses, dont 29 de lune, et 41 de soleil. Jamais il n'y a plus de 7 éclipses dans une année, et jamais il n'y en a moins de 2 ; quand il n'y en a que 2, elles sont toutes deux de soleil.

Il est aisé de comprendre pourquoi les éclipses de soleil sont plus fréquentes que les éclipses de lune. En effet, si l'on considère le cône AOA', *fig.* 298, qui enveloppe le soleil et la terre, on sait

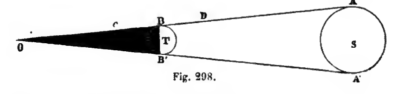


Fig. 298.

qu'il faut que la lune pénètre à l'intérieur de ce cône en C, pour qu'il y ait éclipse de lune ; mais on reconnaît facilement aussi qu'il faut qu'elle pénètre dans le même cône en D, pour qu'il y ait éclipse de soleil en quelques lieux de la terre : or les dimensions transversales de ce cône étant plus grandes en D qu'en C, il en résulte nécessairement que la lune doit plus souvent atteindre sa surface vers le premier point que vers le second, et que par conséquent les éclipses de soleil doivent être plus fréquentes que les éclipses de lune.

Mais il faut bien se garder de croire qu'en un lieu déterminé on

voie plus d'éclipses de soleil que d'éclipses de lune. Une éclipse de lune est visible de plus d'un hémisphère de la terre (§ 233); une éclipse de soleil, au contraire, n'est visible que dans une partie d'hémisphère, et quelquefois dans une partie assez restreinte. Cette circonstance fait que le nombre des éclipses de lune visibles en un lieu donné est plus grand que le nombre des éclipses de soleil qu'on peut y observer, malgré la plus grande fréquence de ces dernières, considérées sur toute la surface du globe terrestre. On peut s'en rendre compte, du reste, en remarquant que le diamètre apparent de l'ombre de la terre, prise à la distance de la lune (§ 232), est beaucoup plus grand que le diamètre apparent du soleil; et qu'en conséquence il doit arriver plus souvent que la lune, observée d'un lieu déterminé de la terre, atteigne l'ombre de la terre que le disque du soleil.

Quant aux éclipses totales de soleil, elles sont extrêmement rares dans chaque lieu, comme on le comprend tout de suite en réfléchissant à la petitesse de l'ombre projetée par la lune sur la terre. La portion de la terre qui est successivement couverte par cette ombre n'est qu'une très petite fraction de l'espace total d'où l'éclipse de soleil peut être observée. A Paris, par exemple, il n'y a eu qu'une seule éclipse totale de soleil dans le XVIII[e] siècle, celle de 1724; il n'y en a pas eu encore depuis le commencement du XIX[e] siècle, et il n'y en aura pas jusqu'à la fin. A Londres on a été pendant 575 ans sans en observer une seule, depuis l'an 1140 jusqu'en 1715; depuis l'éclipse de 1715, on n'en a pas observé d'autre dans cette ville.

§ 239. Les éclipses totales de soleil sont des phénomènes extrêmement remarquables, qui ont toujours beaucoup frappé les hommes, et d'autant plus qu'on ne les observe que très rarement. La disparition subite de l'astre auquel nous devons la lumière qui nous fait jouir de toutes les beautés de la nature, et la chaleur sans laquelle nous ne pourrions pas exister, est bien de nature à inspirer de l'effroi à tous ceux qui ne se rendent pas compte de la cause d'un pareil phénomène. Quand on en connaît la cause, et qu'on sait que l'astre du jour ne disparaît que pour quelques minutes, au bout desquelles il doit se montrer de nouveau tout aussi radieux qu'il l'était auparavant, on ne s'effraye pas; et cependant, à l'instant même où l'on cesse complétement de recevoir les rayons du soleil, on éprouve involontairement un vague sentiment de crainte. Dans tous les cas, la curiosité est vivement excitée par les circonstances que présente ce merveilleux spectacle.

Pendant que le soleil est entièrement couvert par la lune, on voit

régner autour de soi une certaine obscurité, qui paraît très intense parce qu'elle arrive presque brusquement, mais qui diffère cependant beaucoup de l'obscurité de la nuit. Le cône d'ombre de la lune, tout en s'étendant à une certaine distance, tout autour du lieu où l'on est placé, ne peut pas comprendre à son intérieur toute la partie de l'atmosphère qui est au-dessus de l'horizon ; il laisse autour de lui une masse d'air considérable, qui reçoit directement les rayons du soleil, et qui les renvoie dans les régions de la terre où l'on observe l'éclipse totale ; il en résulte donc une sorte de crépuscule, au lieu d'une obscurité complète. Les étoiles les plus brillantes et les principales planètes deviennent visibles dans le ciel. La température de l'air s'abaisse rapidement de quelques degrés. Les animaux témoignent de l'effroi, et beaucoup d'entre eux se comportent comme ils ont l'habitude de le faire à l'entrée de la nuit.

Tant que dure l'éclipse totale, on voit autour du soleil et de la lune une couronne lumineuse, dont la *fig.* 299 peut donner une

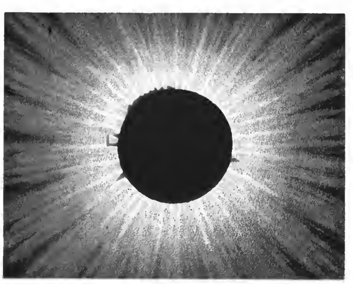


Fig. 299.

idée. La lune se projette comme un cercle noir au milieu de cette couronne. On s'est demandé si cette auréole de lumière était due à une atmosphère, qui environnerait le soleil, et que le vif éclat de l'astre empêcherait habituellement d'apercevoir ; ou bien si elle ne tiendrait pas à la présence d'une atmosphère très rare apparte-

nant à la lune. Pour résoudre la question, on a cherché à reconnaître si la couronne lumineuse suit la lune, dans le déplacement que celle-ci éprouve continuellement par rapport au soleil, pendant toute la durée de l'éclipse, ou bien si elle reste en arrière par rapport à la lune, en conservant toujours la même position par rapport au soleil. Mais jusqu'à présent l'observation n'a pas encore permis d'arriver à un résultat décisif sur ce sujet.

Pendant l'éclipse totale du 8 juillet 1842, qui a été visible dans le midi de la France, au moment où les astronomes se disposaient à observer avec soin si la couronne lumineuse paraîtrait tenir au soleil ou à la lune, leur attention a été attirée par un phénomène imprévu. Des protubérances d'un rose violacé se sont montrées sur le contour de la lune, comme on le voit sur la *fig.* 299. Quelle est la cause de ces protubérances, qui ont été aperçues par plusieurs astronomes et dans divers lieux ? On n'en sait rien. On a émis plusieurs idées, sans pouvoir s'arrêter positivement à aucune. Si elles étaient dues, par exemple, à des montagnes du soleil, ce qui est extrêmement peu probable, ces montagnes devraient avoir des hauteurs prodigieuses, comme on peut en juger d'après la figure exacte qui en est donnée ici.

§ 240. Les éclipses partielles de soleil, comme les phases des éclipses totales qui précèdent et qui suivent le temps pendant lequel la lune couvre complétement le soleil, sont loin de produire des effets aussi marqués que les éclipses totales. Quand une éclipse partielle est un peu forte, la lumière envoyée par le soleil diminue d'une manière très sensible, quoique cependant on soit toujours très fortement éclairé, tant qu'il reste encore quelque portion du soleil en dehors du disque de la lune.

Il est impossible de regarder directement le soleil pour suivre les diverses phases d'une éclipse partielle ; on ne peut le faire qu'en plaçant devant les yeux un verre coloré, ou bien un verre blanc que l'on a préalablement recouvert de noir de fumée, en le passant au-dessus de la flamme d'une chandelle.

Si l'on présente au soleil, pendant une éclipse partielle, une plaque mince de métal ou une carte, dans laquelle on a pratiqué un petit trou avec une épingle, puis qu'on place en arrière un écran destiné à recevoir les rayons solaires qui traversent le trou, on voit sur cet écran une image du disque du soleil avec l'échancrure produite par l'interposition de la lune. Il suffit de se reporter à ce qui a été dit dans le § 120, pour comprendre qu'il doit en être ainsi ; la forme du petit espace lumineux que produisent sur l'écran les rayons envoyés par le soleil à travers le trou de la carte, dépend

uniquement de la forme qu'affecte l'astre, et ne dépend nullement de celle du trou, pourvu qu'il soit petit. On a encore par là un moyen très simple de suivre sans difficulté les diverses phases d'une éclipse de soleil.

Le feuillage des arbres laisse souvent passer quelques rayons du soleil, qui viennent éclairer certaines parties du sol, au milieu de l'ombre que ce feuillage occasionne. Les interstices des feuilles jouent alors le rôle que nous venons de voir jouer au petit trou pratiqué dans une carte ; il en résulte que les parties du sol éclairées à travers ces interstices affectent une forme qui dépend de celle du disque du soleil. Habituellement, le disque du soleil étant circulaire,

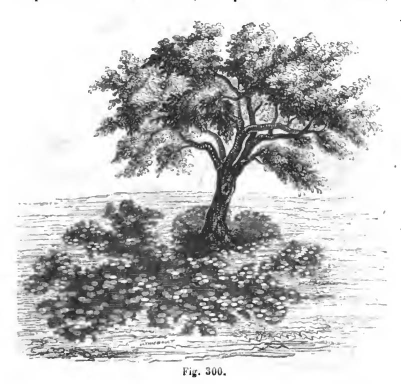


Fig. 300.

et les rayons arrivant obliquement sur le sol, ces parties éclairées sont elliptiques, *fig.* 300. Pendant les éclipses de soleil, l'échancrure plus ou moins prononcée du disque de l'astre se reproduit dans ces espaces clairs au milieu de l'ombre, et ils prennent la forme d'ellipses échancrées toutes du même côté et de la même quan-

tité, *fig.* 301. Cette particularité que présente l'ombrage des arbres pendant les éclipses est très prononcée, et il est difficile de ne pas



Fig. 301.

la remarquer, pour peu qu'on y fasse attention, lors même qu'on n'en serait pas prévenu.

§ 241. **Prédiction des éclipses de soleil.** — La période de 18 ans 11 jours, qui servait aux anciens astronomes à prédire le retour des éclipses de lune, semble pouvoir servir de même à la prédiction des éclipses de soleil. Il n'en est rien cependant. Cette période peut bien servir à indiquer à l'avance qu'à telle ou telle époque il y aura une éclipse de soleil; mais elle ne peut nullement faire savoir si l'éclipse sera visible ou non dans un lieu déterminé; et, dans le cas où l'éclipse serait visible, elle ne peut pas faire connaître le degré d'importance qu'elle doit avoir.

Cette différence tient à ce que les éclipses de soleil et les éclipses de lune ne sont pas des phénomènes de même nature. Une éclipse de lune est due à ce que la lune perd réellement sa lumière; une

pareille éclipse est visible pour tous les points où la lune se trouve au-dessus de l'horizon, et partout elle se présente avec le même caractère d'intensité. Dans une éclipse de soleil, au contraire, le soleil ne perd nullement sa lumière ; la lune, en s'interposant entre lui et la terre, dérobe une portion de son disque aux observateurs, et cette portion du disque qui est cachée par la lune est plus ou moins grande, suivant que l'observateur occupe telle ou telle position sur la terre. La période de 18 ans 11 jours n'étant pas entièrement rigoureuse, et la rotation de la terre sur elle-même amenant successivement différents lieux du globe dans la direction du cône d'ombre de la lune, on comprend que les éclipses de soleil qui arrivent en un lieu déterminé, dans l'espace de 18 ans 11 jours, peuvent ne correspondre en aucune manière à celles qu'on y a observées dans un intervalle de temps de même durée précédant immédiatement celui dont il s'agit. Aussi les anciens, qui ne connaissaient pas assez exactement les mouvements des astres pour arriver par d'autres moyens à la prédiction des éclipses, se sont-ils toujours contentés de prédire les éclipses de lune. Ils n'avaient pu saisir, entre les retours successifs des éclipses de soleil en un lieu déterminé, aucune loi qui pût les mettre à même de faire pour ces éclipses ce qu'ils faisaient pour les éclipses de lune.

Maintenant on parvient tout aussi facilement à prédire les éclipses de soleil que celles de lune. Seulement les calculs à effectuer pour en déterminer les diverses circonstances sont beaucoup plus nombreux que pour ces dernières éclipses. C'est ce que l'on comprendra sans peine en observant qu'une éclipse de lune est la même pour tous les points de la terre d'où l'on peut voir la lune ; tandis qu'une éclipse de soleil se présente avec des caractères différents dans les divers lieux où elle est visible, ce qui entraîne une grande complication, si l'on veut se rendre compte de la marche de l'éclipse sur les diverses parties du globe. Mais lors même qu'on voudrait se contenter de chercher les circonstances que doit présenter une éclipse de soleil en un lieu particulier, on aurait à faire beaucoup plus de calculs qu'il n'en faut pour une éclipse de lune. En effet, les parallaxes de la lune et du soleil jouent un rôle des plus importants dans les éclipses de soleil ; puisque, si l'on était au centre de la terre, on verrait généralement les deux astres occuper des positions différentes dans le ciel ; et que, de ce point, l'éclipse pourrait être tout autre que celle qui correspond au lieu où l'on est placé. Or la parallaxe de hauteur de la lune, qui sert à passer de la position de l'astre vu du centre de la terre à la position dans laquelle on le voit du lieu d'observation, varie considérablement aux diverses heures d'une même journée, et par conséquent pendant toute la durée de

l'éclipse dont on s'occupe. La parallaxe de hauteur dont on se sert pour trouver le commencement de l'éclipse n'est donc pas la même que celle qui doit servir à la détermination du milieu et de la fin du phénomène. Cette circonstance fait qu'on est obligé d'effectuer beaucoup plus de calculs que pour une éclipse de lune. Mais les calculs ne présentent pas plus de difficulté que dans ce dernier cas.

Nous ne donnerons pas d'exemple de la recherche des diverses particularités que doit présenter une éclipse de soleil, en un lieu déterminé, comme nous l'avons fait pour une éclipse de lune, parce que cela nous entraînerait trop loin. Nous nous contenterons de dire que c'est en comparant les positions que les disques de la lune et du soleil doivent occuper l'un par rapport à l'autre dans le ciel, à des époques assez rapprochées les unes des autres, de dix minutes en dix minutes, par exemple, qu'on parvient à trouver l'instant où l'éclipse commence, l'instant où elle finit, l'instant où le phénomène est à son maximum d'intensité, etc.

Nous ajouterons encore que, dans la recherche des positions apparentes du soleil et de la lune dans le ciel, correspondant à un instant quelconque, on tient bien compte des parallaxes de hauteur des astres, dont le rôle est des plus importants; mais on ne tient pas compte de la réfraction atmosphérique. Si les disques des deux astres paraissaient en contact l'un avec l'autre, à un certain instant, dans le cas où l'atmosphère de la terre n'existerait pas, la présence de cette atmosphère ne modifierait pas cette circonstance; par l'effet de la réfraction atmosphérique, les astres seraient tous deux relevés dans le ciel, sans cesser d'être en contact l'un avec l'autre. Ainsi il suffit de déterminer les époques auxquelles doivent arriver les diverses phases de l'éclipse, comme s'il n'y avait pas d'atmosphère, et les époques trouvées seront bien celles auxquelles on observera réellement ces phases à travers l'atmosphère terrestre.

§ 242. **Occultations des étoiles par la lune.** — Les occultations des étoiles par la lune sont des phénomènes entièrement analogues aux éclipses de soleil. Il n'y a de différence qu'en ce que l'étoile occultée n'est pas animée d'un mouvement propre sur la sphère céleste, comme le soleil, et aussi en ce que le diamètre apparent de l'étoile est nul.

L'occultation d'une étoile peut être aperçue d'un grand nombre de lieux de la terre. Pour se rendre compte de la manière dont ces lieux sont répartis sur le globe, il suffit d'étudier la marche du cône d'ombre de la lune relatif à la lumière qui émane de l'étoile. Vu le grand éloignement de l'étoile par rapport à la distance de la lune à la terre, on peut considérer ce cône d'ombre comme un cylindre à

base circulaire, dont le rayon est égal au rayon de la lune. Ce cylindre, qui se déplace avec la lune et qui ne peut comprendre à chaque instant qu'une faible portion de la surface de la terre à son intérieur, vient successivement couvrir sur cette surface diverses régions formant une zone ; et c'est des différents points de cette zone que l'occultation peut être observée. Il n'y a pas lieu à s'occuper ici du cône de pénombre, puisque le diamètre apparent de l'étoile est nul, et qu'en conséquence ce cône de pénombre se confond entièrement avec le cône d'ombre.

Pour prédire les instants précis auxquels l'occultation d'une étoile doit commencer et finir, on effectue des calculs analogues à ceux qui se rapportent aux éclipses de soleil. En déterminant les positions apparentes que le centre de la lune doit venir occuper dans le ciel, à diverses époques rapprochées les unes des autres, on parvient à trouver celles pour lesquelles la distance de l'étoile au centre de la lune est égale à la moitié du diamètre apparent de ce dernier astre : il est clair que ce sont ces époques particulières qui marquent le commencement et la fin de l'occultation.

C'est en opérant comme nous venons de l'indiquer en peu de mots qu'on arrive à déterminer le temps que doit durer l'occultation d'une étoile. Nous avons vu précédemment (§ 223) que l'égalité rigoureuse entre la valeur de cette durée de l'occultation ainsi obtenue, et celle que fournit l'observation directe du phénomène, constitue la meilleure preuve de l'absence d'atmosphère autour de la lune.

§ 243. **Méthode des distances lunaires, pour la détermination des longitudes géographiques.** — Nous savons que la grande difficulté de la mesure des longitudes géographiques consiste dans la détermination de la différence des heures marquées simultanément par deux horloges installées dans deux lieux très éloignés l'un de l'autre, et réglées, par exemple, sur les temps solaires de ces deux lieux (§§ 97 et 178). Le mouvement de la lune parmi les constellations fournit un excellent moyen de lever cette difficulté, ainsi que nous allons le faire comprendre facilement.

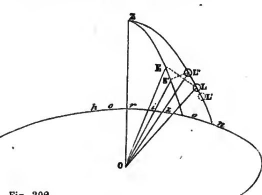
Supposons qu'on soit en un lieu quelconque de la terre, et qu'on veuille trouver la longitude de ce lieu, comptée à partir du méridien de Paris. On pourra régler un chronomètre sur le temps solaire du lieu où l'on est placé, en employant un des moyens indiqués précédemment (§ 179); il n'y aura plus alors qu'à déterminer la quantité dont ce chronomètre avance ou retarde sur une horloge qui serait réglée sur le temps solaire de Paris, pour en conclure tout de suite la longitude cherchée. S'il était possible d'installer dans le ciel une horloge dont le cadran fût visible de tous les points de la terre,

comme les étoiles, et qui marquât constamment l'heure de Paris, il suffirait évidemment de regarder ce cadran, et de comparer l'heure qu'y marque l'aiguille à celle que marque en même temps le chronomètre réglé sur le temps du lieu où l'on se trouve. Or les astronomes sont parvenus à réaliser cette idée, qui paraît si singulière au premier abord. Ce cadran placé dans le ciel, et dont l'aiguille se meut de manière à marquer le temps solaire de Paris, est formé par la sphère céleste tout entière ; les étoiles remplacent les divisions qu'on trace ordinairement sur le contour d'un cadran ; et la lune, qui se meut à travers les étoiles, tient lieu de l'aiguille. Il ne manque plus que les chiffres destinés à indiquer l'heure qu'il est, lorsque l'aiguille, c'est-à-dire la lune, occupe telle ou telle place parmi les divisions du cadran représentées par les étoiles : au lieu de les tracer dans le ciel, ce qui ne pourrait se faire, les astronomes de Paris les inscrivent dans la *Connaissance des temps*, et à l'aide de la table qui les contient, un observateur, placé n'importe où sur le globe, peut dire tout de suite quelle heure il est à Paris, d'après la position qu'il voit occuper à la lune parmi les étoiles. Quelques détails sont nécessaires pour faire comprendre au juste en quoi consiste cette méthode remarquable, dont nous venons seulement de faire connaître l'idée fondamentale.

§ 244. Le Bureau des longitudes fait calculer, et insère dans la *Connaissance des temps*, les distances angulaires qui doivent exister entre le centre de la lune et les étoiles principales qui l'avoisinent, de trois heures en trois heures, pour tous les jours de chaque année. Ces distances sont calculées pour le cas où l'observateur serait placé au centre de la terre, et les heures qui l'accompagnent sont données en temps vrai de Paris.

Lorsqu'un observateur, placé en un lieu quelconque de la terre, veut savoir l'heure qu'il est à Paris, il mesure, à l'aide du sextant par exemple, la distance angulaire d'une étoile principale au bord du disque de la lune ; et la connaissance du diamètre apparent de la lune lui permet d'en déduire tout de suite la distance de l'étoile au centre de cet astre. La distance ainsi obtenue n'est pas celle que l'observateur aurait trouvée si la réfraction atmosphérique n'eût pas changé les positions apparentes de l'étoile et de la lune, et s'il eût été placé au centre de la terre ; mais on passe facilement de l'une à l'autre, si l'on a soin de mesurer les distances zénithales des deux astres, en même temps qu'on mesure la distance qui les sépare l'un de l'autre. A l'aide de ces distances zénithales, on peut trouver, d'une part, les quantités dont l'étoile et la lune ont été rapprochées du zénith par l'effet de la réfraction (§ 58) ; et d'une autre part, la

quantité dont le centre de la lune en a été éloigné par l'effet de la parallaxe (§ 203). Soient E la position apparente de l'étoile sur la sphère céleste, *fig*. 302, L la position apparente de la luno, et Z le zénith. On a mesuré l'angle EOL, ainsi que les angles EOZ, LOZ. Si l'on prend l'arc EE′ égal à la réfraction relative à l'étoile, c'est en E′ qu'on aurait vu l'étoile, si l'atmosphère n'eût pas existé, et qu'on eût été placé au centre de la terre. Prenons de même LL′ égal à la réfraction relative à la lune, c'est en L′ que la luno aurait été aperçue, si l'atmosphère n'eût pas changé la direction des rayons lumineux, et qu'on fût resté au lieu où l'on se trouve. Portons ensuite L′L″ égal à la parallaxe de hauteur de la lune, et nous aurons en L″ la position où la lune aurait été vue du centre de la terre. Ainsi, à l'instant où l'on a mesuré l'angle EOL, la distance angulaire de l'étoile au centre de la lune, pour un observateur placé au centre de la terre, était égale à E′OL″. La connaissance des trois côtés EL, EZ, LZ, du triangle sphérique ZEL, permet de calculer l'angle en Z ; d'un autro côté, on connaît les distances ZE′, ZL″ : on a donc dans lo trianglo sphérique ZE′L″, l'angle Z et les deux côtés adjacents, ce qui fait qu'on peut calculer le côté E′L″, ou l'angle E′OL″ auquel cet arc sert de mesure.


Fig. 302.

Dès que l'angle E′OL″ a été ainsi obtenu, il n'y a plus qu'à chercher, dans la *Connaissance des temps*, à quelle heure de Paris correspond cette distance angulaire de l'étoile au centre de la lune. Si la valeur de l'angle E′OL″ se trouve être exactement une de celles que contient la *Table des distances lunaires*, pour l'étoile particulière dont il s'agit, l'heure inscrite à côté de cette valeur sera l'heure quo l'on cherche. Autrement l'angle E′OL″ sera compris entre deux des distances insérées dans cette table, et l'on trouvera facilement, par une simple proportion, au moyen des heures marquées en regard de ces deux distances, quelle est l'heure précise qui correspond à l'angle E′OL″.

On peut opérer évidemment de même en mesurant la distance de la lune au soleil, au lieu de mesurer sa distance à une étoile.

§ 245. **Détermination des longitudes par les éclipses et les occultations.** — Il est aisé de voir que l'observation du commencement ou de la fin d'une éclipse de soleil ou d'une occultation d'étoile par la lune, équivaut à la mesure de la distance angulaire du centre de la lune au centre du soleil, ou à l'étoile; puisque dans le premier cas, la distance des centres des deux astres est égale à la somme de leurs demi-diamètres apparents, et que, dans le second cas, la distance du centre de la lune à l'étoile est égale à la moitié du diamètre apparent de la lune. Aussi une pareille observation peut-elle fournir la longitude du lieu où l'on est placé, tout aussi bien que la mesure directe de la distance du centre de la lune au centre du soleil ou à une étoile. Il est même bon d'ajouter que cette observation du commencement ou de la fin d'une éclipse de soleil ou d'une occultation d'étoile est susceptible d'une bien plus grande précision que la mesure d'une distance lunaire, en sorte qu'on arrive par là à une détermination beaucoup plus exacte de la longitude que l'on cherche. Aussi, lorsqu'on veut mesurer une longitude, a-t-on soin de profiter des éclipses de soleil et des occultations d'étoiles que l'on peut observer; et ce n'est qu'à défaut de phénomènes de ce genre que l'on a recours à la mesure de la distance de la lune à une étoile, ou au soleil, ou même à une planète.

Les éclipses de lune peuvent être employées à la détermination des longitudes, mais d'une tout autre manière. L'entrée d'un des points remarquables du disque lunaire dans l'ombre de la terre est un phénomène instantané qui peut être observé d'un grand nombre de lieux à la fois; et il semble qu'on puisse s'en servir, aussi bien que d'un signal de feu (§ 97), pour comparer la marche de deux horloges situées loin l'une de l'autre. Mais l'influence de la pénombre et de l'atmosphère terrestre fait que cette observation n'est pas susceptible de précision; un point brillant, que l'on examine spécialement sur la lune, perd peu à peu sa lumière, en pénétrant dans l'ombre de la terre, et l'on ne peut pas dire au juste à quel instant il passe de la pénombre à l'ombre pure. C'est pour ce motif qu'on ne se sert pas des éclipses de lune pour la détermination des longitudes; quoique, par leur nature, elles semblent tout à fait propres à remplacer les signaux de feu dont l'emploi est nécessairement très restreint.

CHAPITRE CINQUIÈME.

DES PLANÈTES ET DES COMÈTES.

---

§ 246. Après avoir étudié en détail ce qui se rapporte au soleil et à la lune, nous allons nous occuper des autres astres errants (§ 60). Ces astres sont, d'une part les planètes avec leurs satellites, d'une autre part les comètes. Il nous est impossible, quant à présent, de faire sentir d'une manière convenable la différence qui existe entre les planètes et les comètes ; la distinction à établir entre elles ressortira des détails dans lesquels nous allons entrer relativement à chacune de ces deux espèces d'astres.

PLANÈTES.

§ 247. **Planètes connues des anciens.** — Les planètes connues des anciens, en mettant de côté le soleil et la lune, étaient au nombre de cinq. Les noms qu'ils leur ont attribué, et que nous avons conservés, sont *Mercure*, *Vénus*, *Mars*, *Jupiter* et *Saturne*. Ces astres, habituellement visibles à l'œil nu, nous présentent à très peu près le même aspect que les étoiles ; en sorte que les personnes qui ne sont pas très exercées dans l'astronomie d'observation les confondent toujours avec ces dernières. Mais si l'aspect seul ne permet pas de distinguer les planètes des étoiles, il suffit de quelques jours d'observation attentive pour qu'on soit certain que tel astre qu'on a examiné spécialement appartient à la première ou à la seconde de ces deux classes. En effet, les planètes se déplacent parmi les constellations ; les distances de chacune d'elles aux étoiles qui l'entourent varient d'une manière très sensible dans un court espace de temps. Les étoiles, au contraire, restent immobiles les unes par rapport aux autres ; elles conservent entre elles les mêmes positions relatives, les mêmes distances. Pour reconnaître d'une manière certaine si un astre particulier est une planète ou une étoile, on n'aura donc qu'à graver dans sa mémoire, ou mieux encore à figurer sur un dessin la position que cet astre occupe un certain jour par rapport aux étoiles qui l'environnent ; puis, les jours suivants, on examinera s'il se trouve dans la même position que précédemment, ou bien s'il s'est déplacé d'une manière appréciable.

A l'aide des cartes célestes, on distingue facilement les planètes

des étoiles. En effet, la mobilité des premières parmi les constellations fait qu'on ne peut pas les figurer sur ces cartes; les étoiles seules y sont représentées. Si donc on aperçoit dans le ciel un astre qui ressemble à une étoile, et si cet astre ne se trouve pas sur la carte, on pourra en conclure que c'est une planète; ou au moins il y aura une grande probabilité pour qu'il en soit ainsi, car nous verrons plus tard qu'il peut se présenter certaines circonstances exceptionnelles qui fassent que cette conclusion soit inexacte.

§ 248. Lorsqu'on veut trouver la position qu'une planète occupe dans le ciel, un jour donné, on peut se servir avec avantage des indications fournies par la *Connaissance des temps*. On trouve, en effet, dans ce recueil, les valeurs que doivent prendre successivement l'ascension droite et la déclinaison de chacun des astres dont nous nous occupons, valeurs qui ont été calculées d'avance, d'après la connaissance qu'on a du mouvement de ces astres, et qui correspondent à des époques assez rapprochées les unes des autres. En y prenant l'ascension droite et la déclinaison de la planète que l'on cherche, pour l'époque particulière dont il s'agit, puis reportant cette ascension droite et cette déclinaison sur une carte ou sur un globe, on verra tout de suite au milieu de quelle constellation se trouve la planète, et comment elle est placée dans cette constellation. Dès lors il suffira de jeter un coup d'œil sur le ciel pour y reconnaître immédiatement la planète.

L'observation montre que les planètes visibles à l'œil nu ne s'écartent jamais beaucoup du grand cercle de l'écliptique. Cette circonstance fait que, pour arriver à reconnaître une de ces planètes dans le ciel, on peut se contenter de savoir à quelle heure elle passe au méridien, en se servant d'une carte telle que celle qui se trouve à la page 173 (planche II), et qui donne le développement des régions équatoriales de la sphère. Voici en quoi consiste la marche qu'on doit suivre pour cela. Observons d'abord que la carte porte, au haut et au bas, l'indication des divers jours de l'année, se succédant de droite à gauche, et commençant au 22 septembre, qui correspond à l'équinoxe du printemps; les choses ont été disposées de telle manière que, si l'on joint par une ligne droite les divisions du haut et du bas de la carte qui correspondent à un même jour, au 15 janvier par exemple, cette ligne passe par les points du ciel qui traversent le méridien à minuit, le 15 janvier. Observons encore que, outre les degrés d'ascension droite, les heures de temps sidéral se trouvent inscrites en chiffres romains le long de l'équateur, et aussi au bas de la carte, immédiatement au-dessus de la ligne qui contient l'indication des jours. Il est aisé de se rendre compte de la disposition

de ces heures, qui vont de 0 à 24 à partir du point équinoxial du printemps, et de comprendre comment on peut s'en servir : on verra par exemple que, le 15 janvier, à minuit, il est $7^h 34^m$ de temps sidéral. Supposons donc que l'on veuille trouver la place que la planète Vénus occupe dans le ciel le 4 mars 1851. L'*Annuaire du Bureau des longitudes*, qui donne les heures des passages des principales planètes au méridien, pour le 1er, le 11 et le 21 de chaque mois, indique que, le 4 mars 1851, Vénus passe au méridien de Paris à $9^h 7^m$ du matin, temps moyen ; ce qui, d'après la valeur de l'équation du temps (§ 184) pour ce jour-là, équivaut à $8^h 55^m$ de temps vrai. Or on voit sur la carte que le 3 mars, à minuit, il est $10^h 39^m$ de temps sidéral ; si à ces $10^h 39^m$ on ajoute $8^h 55^m$, que l'on peut prendre sans grande erreur pour des heures et minutes sidérales, on trouve que le 4 mars, à $8^h 55^m$ du matin, temps vrai, il est $19^h 34^m$ de temps sidéral. En prenant, au bas de la carte, la division qui correspond à $19^h 34^m$, et menant par cette division une ligne droite perpendiculaire à l'équateur, on trouvera sur cette ligne les points de la sphère céleste qui passent au méridien de Paris le matin du 4 mars 1851, à $8^h 55^m$ de temps vrai, ou à $9^h 7^m$ de temps moyen. La planète Vénus doit donc être quelque part sur cette ligne ; et comme elle n'est jamais très éloignée de l'écliptique, elle doit se trouver dans le voisinage du point où la ligne courbe qui représente l'écliptique est rencontrée par la ligne droite dont nous venons de parler. On voit par là qu'à cette époque, Vénus doit être un peu à l'orient des étoiles principales de la constellation du Sagittaire, ce qui permet de la trouver immédiatement dans le ciel.

§ 249. **Zodiaque.** — Nous venons de dire que les planètes visibles à l'œil nu ne s'écartent jamais beaucoup de l'écliptique. Les anciens avaient observé que leur distance à ce grand cercle, d'un côté ou de l'autre, ne dépassait jamais 8 degrés ; en sorte que, si l'on imagine une zone enveloppant la sphère tout le long de l'écliptique, et s'étendant de part et d'autre de ce cercle jusqu'à une distance de 8 degrés, *fig.* 303, les planètes restent toujours à son intérieur. C'est à cette zone, d'une largeur totale de 16 degrés, que les anciens ont attribué le nom de *zodiaque*.

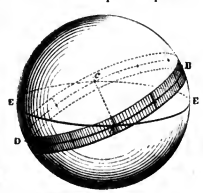


Fig. 303.

Nous avons indiqué (§ 129) en quoi consiste la division de l'écliptique en douze signes, division qui a été longtemps adoptée par les astronomes. Si par chacun des points de division on mène un arc de grand cercle perpendiculaire à l'écliptique, ces douze arcs partageront le zodiaque en douze parties égales, qui sont ce qu'on nomme les *signes du zodiaque*. On attribue à ces signes les noms que nous avons déjà fait connaître comme étant ceux des signes de l'écliptique.

§ 250. **Distinction des planètes en deux espèces.** — Les planètes se meuvent sur la sphère céleste en restant toujours dans le voisinage de l'écliptique, et parcourant successivement les diverses régions du ciel que traverse ce grand cercle. Mais elles ne conservent pas constamment la même position par rapport au soleil; tantôt elles se rapprochent de lui, tantôt elles s'en éloignent; elles se placent, tantôt à l'orient, tantôt à l'occident de cet astre. En examinant pendant un certain temps les diverses positions qu'elles prennent ainsi relativement au soleil, on reconnaît qu'elles ne se comportent pas toutes de même : les unes ne s'éloignent jamais de cet astre au delà de certaines limites, et lorsqu'elles ont atteint ces limites, elles commencent à se rapprocher de lui; les autres, au contraire, s'en éloignent à toute distance, jusqu'à se placer de temps à autre au point de la sphère qui lui est diamétralement opposé. Les planètes de la première espèce, celles dont la distance au soleil reste toujours comprise entre des limites fixes, sont ce qu'on nomme les *planètes inférieures;* les autres sont désignées sous le nom de *planètes supérieures*.

Parmi les planètes connues des anciens, il y en a deux inférieures : ce sont Mercure et Vénus. Les trois autres, Mars, Jupiter et Saturne, sont des planètes supérieures.

§ 251. **Mouvement apparent des planètes inférieures.** — Si l'on observe Vénus à une époque convenablement choisie, on la voit le soir, peu de temps après le coucher du soleil, dans la région du ciel qui avoisine le point de l'horizon où le soleil a disparu. Elle se montre comme une des plus brillantes étoiles du firmament. Bientôt le mouvement diurne du ciel, auquel la planète participe comme tous les autres astres, l'amène elle-même jusqu'à l'horizon, et elle disparaît à son tour. Les jours suivants, on voit encore Vénus à la même heure, et dans la même région du ciel; mais elle paraît de plus en plus éloignée du point de l'horizon où le soleil s'est couché, et elle se couche elle-même de plus en plus tard. Il y a, sous ce rapport, de l'analogie entre les apparences que présente le mouvement de Vénus sur la sphère, et celles du mouvement de la lune à partir

d'une nouvelle lune (§ 195); cependant il existe entre ces deux mouvements une différence essentielle qu'il faut signaler : c'est que le changement qu'on observe d'un jour au lendemain, dans la position de l'astre par rapport à l'horizon, après le coucher du soleil, est beaucoup moins sensible pour Vénus que pour la lune.

Ces apparences résultent évidemment de ce que la planète, située à l'est du soleil sur la sphère céleste, s'éloigne de plus en plus de lui, en s'avançant vers l'orient. Au bout de quelque temps, Vénus cesse de s'éloigner du soleil, et commence au contraire à s'en rapprocher peu à peu; en sorte que l'on continue à la voir le soir, un peu après le coucher du soleil, mais dans des positions de plus en plus voisines du point de l'horizon où le soleil a disparu. Bientôt la planète se trouve si près du soleil qu'on ne peut plus la voir; lorsque la lueur crépusculaire s'est assez affaiblie pour que Vénus puisse être aperçue, cette planète s'est déjà abaissée au-dessous de l'horizon.

Après quelques jours, pendant lesquels Vénus ne peut pas être aperçue, on peut l'observer de nouveau, mais à l'ouest du soleil. Alors on la voit le matin, du côté de l'orient, quelque temps avant le lever de cet astre; car, en vertu de la nouvelle position qu'elle occupe sur la sphère, elle se lève et se couche avant lui. En l'observant pendant un assez grand nombre de jours successifs, le matin, peu de temps avant le lever du soleil, on reconnaît qu'elle s'éloigne de cet astre vers l'occident; on la voit de plus en plus loin du point de l'horizon où il va se lever. Bientôt sa distance au soleil n'augmente plus, et elle commence à se rapprocher de lui peu à peu; on la voit toujours le matin, avant le lever du soleil, mais elle se trouve dans des positions de plus en plus voisines du point où cet astre doit apparaître au bout de quelques instants.

Enfin la planète se rapproche tellement du soleil, qu'on cesse de la voir pendant plusieurs jours. Lorsqu'on l'aperçoit de nouveau, elle se retrouve à l'est du soleil; c'est le soir qu'elle est visible, et, à partir de là, on la voit repasser successivement par les diverses positions qu'on lui avait vu prendre précédemment. Vénus, en un mot, oscille de part et d'autre du soleil, en restant toujours à peu près sur le grand cercle de l'écliptique. Se trouvant, à certaines époques, à peu près dans la direction du soleil S, *fig.* **304**, elle marche de S en A; puis elle revient de A en S, dépasse le soleil S, et va de S en B; enfin elle retourne de B en S; et à partir de là elle recommence comme précédemment. On la voit le soir, après le coucher du soleil, tant qu'elle est entre S et A; on la voit, au contraire, le matin, avant le lever du soleil, tant qu'elle est entre S et B. Dans ce mouvement, sa vitesse va en diminuant tant qu'elle s'éloigne du

soleil, et en augmentant, au contraire, lorsqu'elle s'en rapproche.

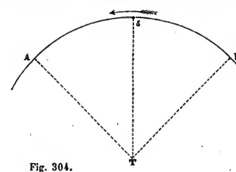


Fig. 304.

Les plus grandes digressions orientales STA, et occidentales STB, de Vénus n'ont pas toujours les mêmes valeurs, sans cependant varier beaucoup d'une époque à une autre; elles restent comprises entre 45° et 47° $\frac{3}{4}$ environ. La durée d'une oscillation complète de la planète, par rapport au soleil, c'est-à-dire le temps qu'elle met, en partant du point A, à revenir au même point A, est en moyenne de 584 jours.

§ 252. Le soleil se mouvant constamment le long de l'écliptique, il est clair que Vénus ne doit pas avoir, par rapport aux étoiles, le même mouvement apparent que par rapport au soleil. On se fera une idée de ce mouvement de Vénus par rapport aux étoiles, en imaginant qu'elle oscille le long de l'arc AB, de part et d'autre du soleil S, et qu'en même temps le soleil emporte cet arc dans son mouvement annuel sur la sphère. Il doit en résulter évidemment, pour Vénus, un mouvement irrégulier sur la sphère : sa vitesse doit être tantôt grande, tantôt petite, et même il peut arriver que cette vitesse change de sens, lorsque la planète se trouve vers le milieu de l'arc AB, et qu'elle parcourt cet arc de l'est à l'ouest. C'est, en effet, ce qui arrive, comme l'indique l'observation.

Pour étudier la marche de Vénus parmi les étoiles, il faut opérer comme nous avons déjà fait pour le soleil et pour la lune. Chaque jour on peut marquer sur un globe céleste, ou sur une carte, la position où se trouve la planète, soit que cette position ait été déterminée à la simple vue par la comparaison des distances de l'astre aux étoiles qui sont dans son voisinage, soit que, pour plus d'exactitude, on l'ait obtenue par la mesure de son ascension droite et de sa déclinaison. On voit ainsi que Vénus se meut à peu près suivant le grand cercle de l'écliptique, en passant tantôt d'un côté, tantôt de l'autre côté de ce cercle; son mouvement, qui est généralement direct, comme celui du soleil, est tantôt accéléré, tantôt retardé : de temps à autre, le sens de ce mouvement change, et il s'effectue pendant un certain nombre de jours de l'est à l'ouest, pour reprendre

ensuite le sens direct qu'il avait d'abord. La *fig.* 305 est la reproduction d'une partie de la carte de la page 173 (planche II) sur laquelle on a marqué les positions successives de Vénus, de 6 en 6 jours, depuis le 27 septembre 1850 jusqu'au 7 mars 1851. On voit que la route suivie par la planète, dans cet intervalle de temps, se trouve en partie au sud, en partie au nord de l'écliptique, sans s'éloigner beaucoup de ce grand cercle, ni d'un côté ni de l'autre. Le mouvement de Vénus est d'abord direct jusqu'au 26 novembre 1850; puis il devient rétrograde du 26 novembre 1850 au 6 janvier 1851, et en même temps l'astre passe du sud au nord de l'écliptique. A partir du 6 janvier 1851, le mouvement redevient direct, et se conserve ainsi jusque vers le milieu de 1852. A partir de cette dernière époque, Vénus reprend de nouveau un mouvement rétrograde, depuis le 29 juin jusqu'au 10 août suivant, comme on le voit sur la *fig.* 306; puis son mouvement est encore direct pendant un assez long temps, et ainsi de suite.



Fig. 305.

On nomme *stations* de la planète, les positions par lesquelles elle passe, lorsque son mouvement change de sens, c'est-à-dire lorsque ce mouvement, de direct qu'il était, devient rétrograde, ou inversement.


Fig. 306.

D'après ce que nous venons de voir, Vénus décrit sur la sphère une ligne présentant certaines sinuosités de part et d'autre de l'écliptique, et formée de parties successives où la planète est animée alternativement d'un mouvement direct et d'un mouvement rétrograde. La durée moyenne de l'intervalle de temps pendant lequel le mouvement est direct, comprend environ 542 jours; la durée de son mouvement rétrograde est beaucoup plus courte, et seulement de 42 jours environ. Quant au temps que Vénus emploie à faire le tour du ciel, il n'est pas toujours le même, puisque sa vitesse varie d'une époque à une autre, et que souvent elle change de sens; mais, la planète ne faisant qu'osciller de part et d'autre du soleil, il est aisé de voir qu'en moyenne ce temps est le même que celui de la révolution du soleil autour de la terre, c'est-à-dire d'une année.

§ 253. Pour expliquer les apparences du mouvement de Vénus, les anciens ont eu recours à l'hypothèse de l'épicycle et du déférent, dont nous avons déjà parlé à l'occasion du soleil (§ 145) et de la lune (§ 213). Ils ont supposé que la planète V, *fig.* 307, se meut sur un cercle dont le centre C parcourt lui-même un autre cercle ayant la terre T pour centre; et pour tenir compte de ce que Vénus semble osciller de part et d'autre du soleil en s'en écartant également des deux côtés, ils ont admis que le centre C de l'épicycle se meut sur le déférent de manière à être toujours sur la

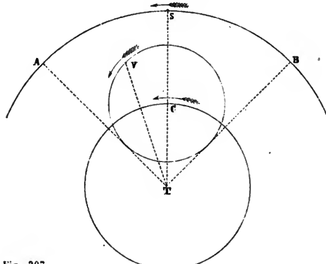


Fig. 307.

ligne droite qui joint la terre T au soleil S. On comprend sans peine, en effet, qu'une pareille hypothèse peut facilement rendre compte à la fois du mouvement oscillatoire de la planète par rapport au soleil, et de son mouvement alternativement direct et rétrograde par rapport aux étoiles.

Si le plan de l'épicycle coïncidait exactement avec le plan de l'écliptique, Vénus devrait paraître constamment sur ce dernier cercle, mais il suffit de supposer que le plan de l'épicycle est un peu oblique par rapport au plan de l'orbite apparente du soleil, pour expliquer le transport de la planète, tantôt d'un côté, tantôt de l'autre de l'écliptique.

Dans les circonstances du mouvement apparent de Vénus, il n'y a

rien qui puisse déterminer la grandeur du rayon du déférent, ni celle du rayon de l'épicycle; le rapport seul de ces deux rayons est déterminé par la condition que l'angle ATS soit égal à la valeur de la plus grande digression orientale ou occidentale de Vénus, valeur qui est d'environ 46°. On explique tout aussi bien les apparences en donnant au déférent le rayon TC′, *fig.* 308, au lieu du rayon TC, et augmentant le rayon de l'épicycle dans le même rapport; pourvu que le centre de l'épicycle (C ou C′) se meuve autour de la terre

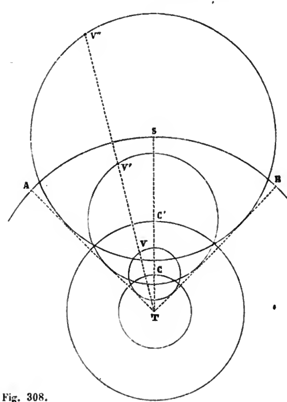


Fig. 308.

en restant toujours sur la ligne TS, et que la planète (V ou V′) emploie toujours le même temps à parcourir l'épicycle, les apparences resteront exactement les mêmes. Mais alors rien ne s'oppose à ce que l'on augmente le rayon du déférent, jusqu'à le rendre égal au rayon même TS de l'orbite apparente du soleil; ce qui revient à

supposer que Vénus décrit un épicycle dont le centre, coïncidant avec le centre du soleil, est emporté par cet astre dans son mouvement annuel autour de la terre. Nous faisons abstraction ici, bien entendu, des irrégularités du mouvement apparent du soleil autour de la terre; et, pour arriver à nous expliquer grossièrement les principales circonstances du mouvement de Vénus, nous regardons le soleil comme décrivant un cercle dont la terre occupe le centre. Nous voyons donc que l'on peut se rendre compte du mouvement apparent de la planète qui nous occupe, en lui faisant parcourir un cercle autour du soleil comme centre, et supposant que le soleil emporte cette orbite avec lui dans son mouvement autour de la terre.

L'observation a permis de vérifier que c'est en effet ainsi que les choses se passent. Une particularité que nous n'avons pas encore signalée, et qui était inconnue aux anciens astronomes, a montré que la planète tourne autour du soleil, et ne reste pas toujours en deçà de cet astre en parcourant son épicycle, comme ils le croyaient. Vénus est un globe qui n'est pas lumineux par lui-même; de même que la lune, cette planète reçoit sa lumière du soleil, et c'est ce qui fait que nous pouvons l'apercevoir. L'hémisphère de Vénus qui se trouve ainsi éclairé par le soleil n'occupe pas toujours la même position par rapport à nous, et il doit en résulter des phases analogues à celles de la lune. C'est ce que reconnut Galilée, dès qu'il eut dirigé une lunette vers cette planète. Or, en suivant les modifications qu'éprouvaient successivement ces phases, il s'assura qu'elles s'accordaient complétement avec l'idée d'un mouvement de la planète sur une circonférence de cercle ayant le soleil pour centre. Dans un pareil mouvement, Vénus doit se montrer à nous sous forme d'un cercle lumineux, lorsqu'elle est en V, *fig.* 309 : en allant de V en V′, elle doit passer insensiblement de la forme que nous venons d'indiquer à celle d'un demi-cercle lumineux : de V′ en V″, elle doit prendre la forme d'un croissant de plus en plus délié ; en V″ elle doit être tout à fait invisible ; enfin en allant de V″ en V‴, puis en V, elle doit repasser exactement par les mêmes phases, mais dans un ordre inverse. L'observation attentive des phases de la planète a montré à Galilée que c'était précisément de cette manière que les choses se passaient. Si Vénus décrivait un épicycle en restant toujours entre le soleil et la terre, ou toujours au delà du soleil, ou bien encore si l'épicycle de Vénus embrassait le soleil, en ayant son centre notablement éloigné de cet astre, il en résulterait dans la succession des phases des circonstances essentiellement différentes de celles qui correspondent au cas où la planète décrit un

cercle autour du soleil comme centre, circonstances dont on aurait pu facilement constater l'existence par l'observation.

En même temps que Vénus présente des phases diverses, son diamètre apparent change de grandeur, en raison de l'augmentation ou de la diminution de sa distance à la terre. Cette variation du diamètre apparent s'effectue même dans des limites assez éten-

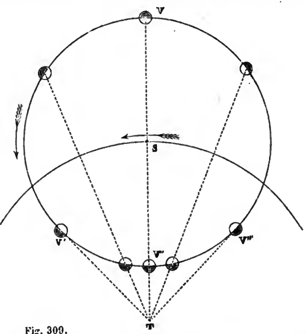
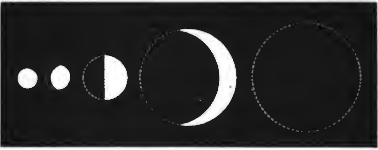


Fig. 309.

dues, comme on peut le voir par les *fig.* 310 à 313 qui montrent les diverses formes de la planète, construites à une même échelle. La première de ces formes, *fig.* 310, correspond au cas où Vénus est en V, *fig* 309 ; la seconde, *fig.* 311, se rapporte à une position moyenne entre V et V' ; la troisième, *fig.* 312, est celle que l'on observe lorsque Vénus est en V' ; et la quatrième, *fig.* 313, est relative à une position intermédiaire entre V' et V''. Le cercle ponctué, *fig.* 314, fait voir la grandeur que présenterait le disque de Vénus, si l'on pouvait l'apercevoir, lorsqu'elle est en V''. Dans cette dernière position, V'', c'est l'hémisphère non éclairé de la planète qui est tourné de notre côté ; en sorte qu'on ne peut pas la voir directement : mais, de temps à autre, lorsque la planète passe dans



la partie V″ de son orbite, on la voit se projeter sur le disque du soleil, sous forme d'un cercle noir qui a précisément les dimensions que présente le cercle ponctué de la *fig.* 314.



F. 310. F. 311. Fig. 312. Fig. 313. Fig. 314.

§ 254. Le mouvement apparent de Mercure est tout à fait analogue à celui de Vénus. Cette planète, qui est beaucoup moins brillante que Vénus, peut être observée comme elle, tantôt le soir, peu de temps après le coucher du soleil, tantôt le matin, peu de temps avant le lever du même astre; on reconnaît ainsi qu'elle semble osciller de part et d'autre du soleil, en restant toujours à peu près sur le grand cercle de l'écliptique. Mais ce mouvement oscillatoire présente moins de régularité que celui de Vénus. Les plus grandes digressions orientales et occidentales de Mercure n'ont pas toujours la même valeur; elles varient entre 16° $\frac{1}{4}$ et 28° $\frac{3}{4}$. La durée d'une oscillation complète de cette planète par rapport au soleil, c'est-à-dire le temps qu'elle met à aller de sa plus grande digression orientale à sa plus grande digression occidentale, et à revenir ensuite à sa première position, varie de 106 jours à 130 jours.

L'hypothèse qui avait servi aux anciens astronomes à se rendre compte des circonstances du mouvement apparent de Vénus, a été également adoptée par eux pour Mercure; seulement elle a dû être compliquée de l'addition de nouveaux épicycles, comme nous l'avons déjà indiqué pour la lune (§ 213), en raison des irrégularités que nous venons de signaler, dans le mouvement de la planète qui nous occupe. Les raisons que nous avons développées, et qui nous ont conduit à admettre que Vénus décrit un cercle dont le centre coïncide avec le centre du soleil, sont applicables à Mercure. Les phases que présente cette planète montrent que, comme Vénus, elle tourne autour du soleil; seulement on serait trop loin de la réalité si l'on admettait qu'elle décrit uniformément un cercle

dont le centre est au centre du soleil : on approche beaucoup plus de la vérité en regardant la planète comme décrivant un cercle excentrique au soleil, et cela avec une vitesse variable entre certaines limites.

Mercure se mouvant ainsi autour du soleil, sur une orbite que le soleil emporte avec lui dans son mouvement apparent autour de la terre, il en résulte pour la planète un mouvement irrégulier par rapport aux étoiles ; elle traverse les constellations zodiacales, tantôt rapidement, tantôt lentement, et de temps à autre son mouvement, qui est généralement direct, devient rétrograde pendant quelques jours, pour reprendre ensuite le sens direct qu'il avait précédemment. La durée de cette rétrogradation de la planète est moyennement d'environ 23 jours. Mercure, comme Vénus, emploie en moyenne une année à faire le tour du ciel, c'est-à-dire à parcourir les diverses constellations zodiacales.

§ 255. **Mouvement apparent des planètes supérieures.**— Nous avons dit que les planètes supérieures se distinguent des planètes inférieures, en ce que les premières s'éloignent du soleil à toute distance, jusqu'à se placer en opposition avec cet astre, tandis que les dernières ne font qu'osciller de part et d'autre du soleil, sans s'en éloigner au delà de certaines limites. Mais quand on examine le mouvement des planètes supérieures par rapport aux étoiles, on trouve, au contraire, que ce mouvement est tout à fait analogue à celui des planètes inférieures.

Considérons en particulier la planète Mars. En marquant sur une carte céleste la suite des positions qu'elle occupe successivement dans le ciel, on voit qu'elle se meut à peu près suivant le grand cercle de l'écliptique, dont elle ne s'écarte que de petites quantités, tantôt d'un côté, tantôt de l'autre. Après avoir marché pendant un assez long temps dans le sens direct, elle rebrousse chemin, et se meut pendant quelque temps en sens contraire ; puis elle reprend son mouvement direct, pour rétrograder plus tard comme elle vient déjà de le faire, et ainsi de suite. La *fig.* 315 montre la route décrite par Mars à la fin de l'année 1851 et au commencement de 1852. On voit qu'après s'être avancée du côté de l'orient jusqu'au 20 décembre 1851, la planète a rétrogradé jusque vers le 24 février 1852, et qu'ensuite elle a repris son mouvement direct. Mars conserve son mouvement direct pendant environ 707 jours, ou près de deux ans; la durée de son mouvement rétrograde est beaucoup plus courte, et se compose seulement d'environ 73 jours : en sorte que chaque période complète du mouvement de Mars, comprenant à la fois son mouvement direct et le mouvement rétrograde qui le suit,

renferme environ 780 jours, ou 2 ans et 50 jours. Mars fait tout le tour du ciel dans un espace de temps qui se compose, en moyenne, de 687 jours

A aucune époque de son mouvement direct, Mars ne se meut aussi rapidement que le soleil sur l'écliptique. Il en résulte que ce dernier astre prend toujours de l'avance sur la planète ; elle semble constamment marcher de l'orient à l'occident, par rapport à lui. Tantôt ce mouvement apparent tient à l'excès de la vitesse du soleil sur celle de la planète, lorsque celle-ci se meut d'un mouvement direct ; tantôt il est dû à ce que la planète se meut réellement vers l'occident sur la sphère, tandis que le soleil conserve toujours son mouvement vers l'orient. Lorsque la planète Mars se trouve à peu près dans la même région du ciel que le soleil, celui-ci la dépasse bientôt, et elle s'en éloigne de plus en plus vers l'occident, jusqu'à ce qu'elle se trouve en opposition ; alors, en continuant à marcher dans le même sens par rapport à lui, elle commence à s'en rapprocher du côté opposé ; bientôt elle l'atteint, puis recom-



Fig. 315.

mence à s'en éloigner du côté de l'occident, et ainsi de suite.

Ces diverses circonstances sont des conséquences naturelles de la manière dont Mars se déplace parmi les étoiles. Mais l'observation indique quelque chose de plus : elle fait voir que les changements de grandeur et de sens qu'éprouve la vitesse de la planète, parmi les constellations, sont intimement liés à la position qu'elle occupe par rapport au soleil. Lorsque Mars se trouve dans la même région du ciel que le soleil, c'est-à-dire au moment de la conjonction de la planète, suivant l'expression consacrée, celle-ci occupe le milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement direct. Lorsque la planète est en opposition, elle se trouve au milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement rétrograde. Le mouvement de la planète change de sens, de direct qu'il était il devient rétrograde, lorsqu'elle est à l'occident du soleil et à 137° de distance de cet astre ; le mouvement rétrograde continue jusqu'à ce que la planète, après son opposition, se soit rapprochée du soleil, de manière à n'en être plus qu'à une distance de 137°, du côté de l'orient, et alors le mouvement devient de nouveau direct. On voit par là que le soleil joue un rôle important dans le mouvement apparent de la planète Mars, tout aussi bien que dans celui des planètes inférieures.

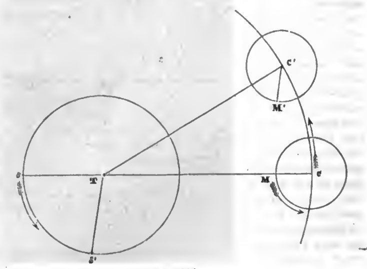


Fig. 316.

§ 256. Voyons maintenant de quelle manière on est parvenu à se rendre compte des circonstances que nous venons de signaler dans

le mouvement apparent de Mars sur la sphère céleste. Ce mouvement apparent se composant d'une succession périodique et régulière de mouvements directs et de mouvements rétrogrades de la planète parmi les étoiles, comme cela a lieu pour Vénus et pour Mercure, les anciens ont cherché à l'expliquer par des moyens analogues. Ils ont reconnu qu'on pouvait en effet regarder Mars comme décrivant un épicycle, dont le centre parcourait lui-même un déférent ayant la terre pour centre ; et pour que les choses se passent comme nous l'avons indiqué à la fin du paragraphe précédent, ils ont été conduits à admettre que la planète M, *fig.* 316, décrit son épicycle de telle manière que le rayon CM qui la joint au centre de ce cercle soit toujours parallèle à la ligne TS qui joint la terre au soleil ; lorsque le soleil va de S en S′, et que le centre de l'épicycle va de C en C′, la planète se place sur l'épicycle en un point M′, tel que C′M′ soit parallèle à TS′. Si l'on examine les diverses positions dans lesquelles la planète M vient se placer successivement, d'après cette hypothèse, on reconnaît qu'en effet son mouvement présente bien les diverses particularités que l'observation indique dans le mouvement apparent de Mars.

Les apparences du mouvement de Mars se trouvent donc expliquées, comme celles des mouvements de Vénus et de Mercure, en

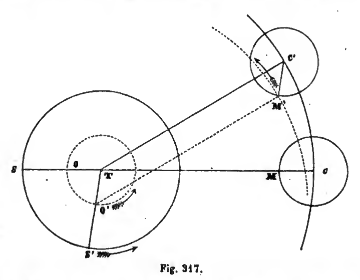


Fig. 317.

admettant que la planète se meut sur un épicycle dont le centre parcourt un déférent. Mais il y a une différence essentielle entre l'hy-

pothèse des anciens relative aux deux planètes inférieures, et celle qui se rapporte à la planète Mars. Dans celle-ci, c'est le rayon de l'épicycle passant par la planète qui est constamment dirigé comme la ligne TS : dans celle qui se rapporte aux planètes inférieures, au contraire, c'est le rayon du déférent passant par le centre de l'épicycle qui satisfait à cette condition. Mais l'examen attentif de l'hypothèse relative à Mars fait voir qu'on peut facilement la modifier de manière à faire disparaître cette différence capitale, et voici comment. Supposons qne de la terre T comme centre, *fig.* 317, on décrive une circonférence de cercle, avec un rayon TO égal au rayon CM de l'épicycle. Il est aisé de voir que la distance MO, ou M'O', de la planète au point où cette circonférence de cercle est rencontrée par la ligne qui joint la terre au soleil, conserve toujours la même grandeur : car, C'M' étant égal et parallèle à TO', la figure TO'M'C' est un parallélogramme, et par conséquent M'O' est égal à C'T, c'est-à-dire égal au rayon du déférent. On peut donc dire que la planète se trouve toujours sur un cercle décrit avec le rayon TC du déférent, et ayant pour centre le point O ou O' déterminé comme nous venons de le dire. Mais ce dernier cercle, comprenant la terre T à son intérieur, n'est autre chose qu'un excentrique. Ainsi on expliquera tout aussi bien les circonstances du mouvement de Mars, en admettant que cette planète se meut sur un excentrique, dont le centre décrit un cercle autour de la terre, qu'en admettant qu'elle se meut sur un épicycle, dont le centre décrit un déférent, comme l'avaient fait les anciens. Dans la nouvelle hypothèse, le rayon O'M' de l'excentrique a la grandeur que l'on attribuait au rayon TC du déférent dans l'ancienne, et le rayon TO du cercle décrit autour de la terre par le centre de l'excentrique, est égal au rayon CM de l'épicycle ; de plus on doit admettre que le centre de l'excentrique se meut autour de la terre, de manière à se trouver toujours sur la ligne qui joint la terre au soleil.

Comparons maintenant cette nouvelle hypothèse avec celles que les anciens admettaient pour Vénus et Mercure, et nous verrons qu'elles consistent toutes à regarder la planète comme parcourant un cercle dont le centre tourne lui-même autour de la terre, avec la condition que ce centre reste toujours sur la ligne droite menée de la terre au soleil. Dans le cas de Vénus et de Mercure, le cercle que décrit chacune de ces planètes n'a pas un rayon assez grand pour comprendre la terre à son intérieur, et il en résulte qu'il prend le nom d'épicycle ; dans le cas de Mars, ce cercle décrit par la planète environne la terre, et devient ainsi un excentrique : mais sauf cette différence, qui tient uniquement à la grandeur du

rayon du cercle décrit par la planète, le mouvement de Mars se trouve expliqué exactement de la même manière que ceux de Vénus et Mercure.

Nous pouvons aller encore plus loin. Lorsque nous nous sommes occupé du mouvement de Vénus, nous avons remarqué qu'aucune circonstance du mouvement apparent de la planète ne pouvait faire connaître les dimensions absolues des rayons de l'épicycle et du déférent, et que le rapport seul de ces rayons était déterminé; nous en avons conclu que nous pouvions prendre le rayon du déférent égal à celui de l'orbite apparente du soleil autour de la terre, et en conséquence faire coïncider constamment le centre de l'épicycle de Vénus avec le soleil. Rien ne nous empêche de faire exactement la même chose pour la planète Mars. Nous avons trouvé qu'on peut se rendre compte de son mouvement apparent, en la faisant mouvoir sur un excentrique, dont le centre tourne autour de la terre de manière à rester toujours sur la ligne qui joint la terre au soleil. Les dimensions absolues de l'excentrique et du cercle que décrit son centre n'étant nullement déterminées par les circonstances du mouvement apparent de la planète, on peut les choisir de telle manière que le centre de l'excentrique coïncide avec le centre du soleil. On voit donc que le mouvement apparent de Mars, aussi bien que ceux de Vénus et de Mercure, peut s'expliquer en admettant que la planète tourne autour du soleil, et que cet astre, dans son mouvement annuel autour de la terre, emporte avec lui l'orbite qu'elle décrit ainsi.

Mars, en se mouvant autour du soleil, comme nous venons de le dire, le long d'une orbite qui comprend la terre à son intérieur, ne doit pas présenter la succession des phases que nous présente Vénus. Quelle que soit la position que la planète occupe sur son orbite, nous voyons toujours la plus grande partie de l'hémisphère qu'elle tourne vers le soleil, et qui est éclairé par cet astre. Le plan du cercle qui limite l'hémisphère éclairé, et celui du cercle qui limite l'hémisphère visible de la terre, font entre eux le même angle que les lignes SM, TM, *fig.* 318, qui joignent le soleil et la terre à la planète. Or il est facile de voir que, dans toutes les

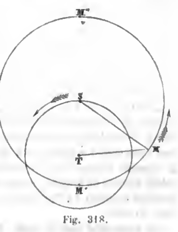


Fig. 318.

positions de Mars sur le cercle M'MM'', cet angle ne peut pas devenir bien grand, et que c'est à peu près dans la position particulière qui a été donnée au point M sur la figure, que cet angle a sa plus grande valeur : aussi la planète, que l'on voit sous forme d'un disque circulaire, lors des oppositions M' et des conjonctions M'', ne se montre-t-elle jamais sous une forme bien différente d'un cercle, quoique cependant la déformation qu'elle éprouve entre les oppositions et les conjonctions soit très sensible.

§ 257. Les deux autres planètes supérieures connues des anciens, Jupiter et Saturne, présentent dans leur mouvement des circonstances tout à fait analogues à celles que présente Mars. Elles se meuvent dans le ciel à peu près le long de l'écliptique ; leur mouvement est alternativement direct et rétrograde. La vitesse dont chacune d'elles est animée, lorsque son mouvement est direct, étant plus petite que la vitesse du soleil sur l'écliptique, il en résulte que, par rapport au soleil, elles semblent constamment se mouvoir de l'orient vers l'occident. Chacune de ces planètes se trouve au milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement direct, lorsqu'elle est en conjonction, et au milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement rétrograde, lorsqu'elle est en opposition.

Jupiter conserve son mouvement direct pendant environ 278 jours, et son mouvement rétrograde pendant environ 121 jours ; en sorte que chaque période complète de son mouvement, comprenant un mouvement direct et le mouvement rétrograde qui le suit, a une durée de 399 jours. Le mouvement direct de Jupiter cesse, pour faire place à son mouvement rétrograde, lorsque la planète s'est éloignée du soleil, du côté de l'occident, à une distance de 115 degrés ; le sens du mouvement de la planète change de nouveau, ce mouvement redevient direct, lorsqu'elle s'est rapprochée du soleil, du côté de l'orient, jusqu'à la même distance de 115 degrés. Jupiter met environ 4 333 jours, ou près de 12 ans, à faire le tour du ciel.

Le mouvement direct de Saturne dure 239 jours, et son mouvement rétrograde, 139 jours : chaque période complète de son mouvement se compose donc de 378 jours. La distance de Saturne au soleil, à l'occident de cet astre, est de 109 degrés, au moment où son mouvement commence à devenir rétrograde; le mouvement de la planète commence à redevenir direct, lorsque sa distance au soleil, du côté de l'orient, a repris cette même valeur de 109 degrés. Saturne emploie 10 759 jours, ou environ 29 ans $\frac{1}{2}$ à faire tout le tour du ciel.

On comprend tout de suite, d'après cela, que les anciens ont dû expliquer les mouvements de Jupiter et de Saturne exactement de la

même manière qu'ils ont expliqué le mouvement de Mars ; ils ont admis que chacune de ces planètes se meut sur un épicycle dont le centre tourne autour de la terre sur un déférent, avec cette condition que le rayon de l'épicycle passant par la planète reste toujours parallèle à la ligne droite qui joint la terre au soleil. D'ailleurs nous pourrions répéter, pour Jupiter et Saturne, le raisonnement qui nous a permis de remplacer l'hypothèse des anciens sur le mouvement de Mars, par une autre présentant plus d'analogie avec celles admises pour Vénus et Mercure. Nous en conclurons donc tout de suite que l'on peut se rendre compte des mouvements apparents de Jupiter et de Saturne, en admettant que chacune de ces deux planètes décrit un cercle autour du soleil, et que cet astre emporte leurs orbites avec lui, dans son mouvement annuel autour de la terre.

Jupiter et Saturne circulant autour du soleil dans des orbites beaucoup plus grandes que celle de Mars, ne présentent pas la moindre apparence de phases : à aucune époque de leur mouvement, leur disque n'éprouve la légère déformation que l'on observe dans le disque de cette dernière planète.

§ 258. **Système de Ptolémée.** — Les idées des anciens sur le mouvement des planètes nous ont été transmises par les ouvrages de Ptolémée, astronome d'Alexandrie, qui florissait vers l'an 130 de notre ère. C'est pour cela qu'on donne le nom de *système de Ptolémée* à l'ensemble des hypothèses qu'ils avaient adoptées et que l'on conserva pendant longtemps sans leur apporter de modification. La *fig.* 319 permet de saisir d'un seul coup d'œil l'ensemble de ce système. La terre T est placée au centre ; autour d'elle se meuvent, à peu près dans le même plan, les sept astres auxquels ils attribuaient le nom de planètes, et qui sont : la lune L, Mercure *m*, Vénus V, le soleil S, Mars M, Jupiter J, et Saturne *s*. Nous avons vu que, pour rendre compte des principales circonstances du mouvement des cinq planètes Mercure, Vénus, Mars, Jupiter, et Saturne, et notamment de leurs stations et rétrogradations, on avait admis que chacune d'elles décrivait un épicycle dont le centre parcourait un déférent. Nous avons dit en outre que les rayons des déférents de Mercure et de Vénus, aboutissant aux centres des épicycles de ces planètes, devaient constamment être dirigés vers le soleil ; et que les rayons menés de Mars, Jupiter, et Saturne, aux centres de leurs épicycles respectifs, devaient toujours rester parallèles à la ligne qui joint la terre au soleil. La *fig.* 319 a été construite de manière à satisfaire à ces conditions.

L'ordre dans lequel les planètes sont rangées a été déterminé d'après le temps que chacune d'elles emploie à faire le tour du

ciel, à l'exception toutefois de Mercure et Vénus, qui, comme nous l'avons vu, mettent le même temps que le soleil, c'est-à-dire une

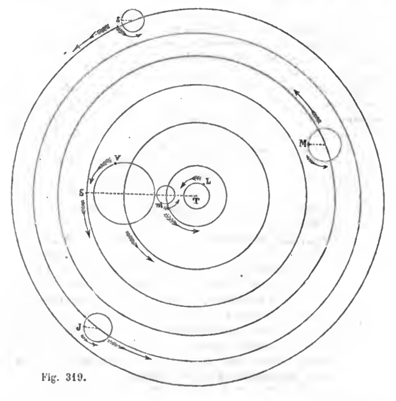


Fig. 319.

année, à parcourir toutes les constellations zodiacales. Les anciens supposaient que les planètes étaient d'autant plus éloignées de la terre que les durées de leurs révolutions sidérales étaient plus grandes. Quant à Vénus et à Mercure, ils n'étaient pas d'accord sur le rang qu'il fallait leur assigner : les uns les plaçaient au delà du soleil, les autres entre le soleil et la terre. Ptolémée adopta cette dernière opinion, et supposa Mercure plus rapproché de nous que Vénus, parce que le temps de la révolution sur l'épicycle est plus court pour la première planète que pour la seconde.

C'est à cela que se bornaient les idées des anciens sur la constitution d'ensemble du système planétaire. Ils ne savaient absolument rien sur les rapports qui existent entre les distances mutuelles des divers corps qui le composent.

Si, aux mouvements des sept planètes autour de la terre, nous joignons le mouvement général de rotation de l'ensemble de ces planètes et des étoiles autour de l'axe du monde, dans l'espace d'un jour sidéral, nous aurons la représentation complète du système astronomique des anciens.

§ 259. **Système de Copernic.** — Plusieurs philosophes de l'antiquité avaient émis, sur la constitution de l'univers, des idées tout autres que celles qui étaient admises de leur temps. Les Pythagoriciens supposaient le soleil immobile au centre du monde, et attribuaient à la terre un double mouvement de rotation sur elle-même et de révolution autour du soleil; d'autres regardaient Mercure et Vénus comme se mouvant autour du soleil. Copernic, né en 1475, à Thorn, dans la Prusse polonaise, eut la gloire d'ouvrir une ère toute nouvelle à l'astronomie, en faisant revivre ces idées, et basant sur elles un système que tous les travaux postérieurs des astronomes ont pleinement confirmé, en fournissant un grand nombre de preuves à son appui.

Copernic reconnut, comme nous l'avons fait précédemment (§§ 253 et 256), non-seulement qu'on peut supposer que les centres des épicycles de Vénus et de Mercure coïncident avec le soleil, mais encore qu'on peut regarder Mars, Jupiter et Saturne comme se mouvant également autour de cet astre. Pour se rendre complétement compte des apparences que présentent les mouvements des cinq planètes, il n'y avait donc qu'à admettre qu'elles circulaient toutes autour du soleil, et que celui-ci emportait leurs orbites avec lui, dans son mouvement annuel autour de la terre. Mais il alla plus loin; il vit que le mouvement annuel du soleil autour de la terre peut être considéré comme n'étant qu'une apparence due à ce que la terre elle-même tourne autour du soleil dans l'espace d'une année (§ 158). Dès lors les mouvements des planètes devinrent beaucoup plus simples : ces corps ne firent plus que circuler autour du soleil, qui resta immobile, et la terre, animée d'un mouvement analogue autour de cet astre, put être elle-même regardée comme étant une planète. Enfin il compléta ces idées, en admettant que le mouvement diurne du ciel n'est qu'une apparence due à la rotation de la terre sur elle-même (§ 74).

Nous avons dit que, dans le système de Ptolémée, les rapports des distances mutuelles des divers corps du système planétaire n'étaient déterminés par rien : ici il n'en est plus de même. Quand il ne s'agit que de rendre compte des particularités du mouvement de chaque planète, et notamment de ses stations et de ses rétrogradations, il n'est pas nécessaire de donner telle dimension plutôt

que telle autre à l'épicycle et au déférent au moyen desquels on explique ce mouvement ; on est seulement obligé d'établir entre les rayons de ces deux cercles un rapport déterminé qui varie d'une planète à une autre. C'est ainsi que pour Vénus, par exemple, le rayon de l'épicycle doit être les 0,72 du rayon du déférent ; et pour Mars, le rapport de ces deux rayons doit être égal à 0,66 : quant aux grandeurs des rayons des déférents de ces deux planètes, on peut les prendre comme on veut. Mais lorsque, en outre, on admet que le centre de l'épicycle de Vénus coïncide avec le soleil, on en conclut nécessairement que le rayon de cet épicycle, ou en d'autres termes la distance de Vénus au soleil, est les 0,72 de la distance du soleil à la terre. De même, quand, pour la planète Mars, on remplace l'hypothèse de l'épicycle et du déférent par celle d'un excentrique dont le centre tourne autour de la terre, et qu'on admet ensuite que ce centre de l'excentrique coïncide avec le soleil, il en résulte que la distance du soleil à la terre est les 0,66 du rayon de l'orbite que Mars décrit autour du soleil ; ou bien encore ce rayon de l'orbite de Mars est égal à 1,52, si l'on prend la distance du soleil à la terre pour unité.

On voit donc qu'on ne peut pas adopter les idées soutenues par Copernic, sans admettre en même temps que les rayons des orbites des planètes autour du soleil ont, par rapport à la distance du soleil à la terre, des valeurs entièrement déterminées par les circonstances du mouvement apparent de chacune d'elles. Ces valeurs, calculées en prenant la distance du soleil à la terre pour unité, sont les suivantes : pour Mercure, 0,39 ; pour Vénus, 0,72 ; pour Mars, 1,52 ; pour Jupiter, 5,20, et pour Saturne, 9,54. Il n'y a donc rien d'arbitraire dans l'ordre de succession des diverses planètes, à partir du soleil ; cet ordre est celui dans lequel nous venons de les énumérer, et si l'on y joint la terre, considérée comme une sixième planète, elle devra se placer entre Vénus et Mars, puisque le rayon de son orbite autour du soleil est égal à 1.

Le *système de Copernic*, tel qu'il résulte des explications dans lesquelles nous venons d'entrer, est représenté par la *fig.* 320 ; on y a donné aux rayons des diverses orbites des valeurs proportionnelles à celles que nous venons d'indiquer. D'après l'échelle adoptée, on n'a pas pu tracer complétement les orbites de Jupiter et de Saturne, faute de place.

Dans ce système, la lune ne fait plus partie des planètes. L'observation montrant qu'elle se meut autour de la terre, on ne peut pas admettre que la terre tourne autour du soleil, sans admettre en même temps qu'elle emporte avec elle l'orbite apparente de la lune,

comme nous l'avons du reste déjà expliqué précédemment (§ 224). La lune perd ainsi de son importance relative dans l'univers; au lieu d'être une planète, elle n'est plus qu'un petit corps qui accom-

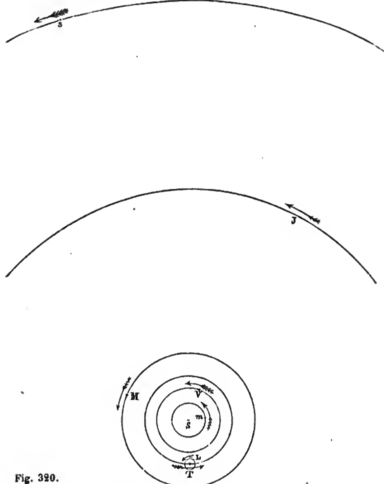


Fig. 320.

pagne la terre dans son mouvement annuel, en circulant en même temps autour d'elle : la lune est réduite au rôle de *satellite* de la terre. L'orbite de la lune autour de la terre a été représentée sur la *fig.* 320 ; mais il n'a pas été possible de le faire sans en exagérer les dimensions : autrement on n'aurait pas pu l'apercevoir, puis-

que l'on sait que ,a distance LT de la lune à la terre n'est que la 400e partie de la distance TS de la terre au soleil (§ 202).

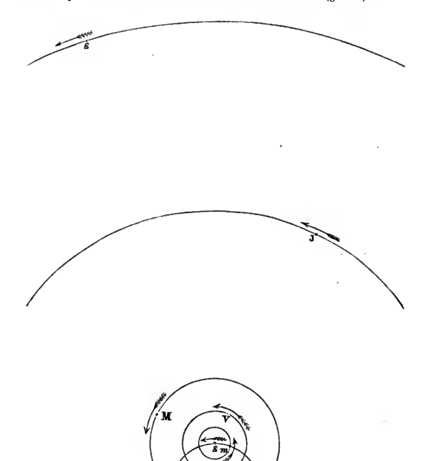


Fig. 321.

Ainsi, en résumé, dans le système de Copernic, le soleil est immobile dans l'espace ; les diverses planètes, y compris la terre, se meuvent autour du soleil, dans le même sens, et suivant des orbites situées toutes à peu près dans le même plan ; la lune, qui tourne

autour de la terre, est emportée par celle-ci dans son mouvement annuel autour du soleil ; et enfin la terre, en tournant sur elle-même, pendant qu'elle se transporte autour du soleil, donne lieu aux apparences du mouvement diurne.

Nous avons déjà donné des preuves de la réalité de la rotation de la terre sur elle-même (§ 74), et du mouvement annuel de la terre autour du soleil (§§ 159 et 171) ; nous avons vu (§§ 253 et 254) que les phases de Vénus et de Mercure démontrent que ces planètes se meuvent bien réellement autour du soleil ; mais ce ne sont pas les seules raisons que l'on puisse donner en faveur du système de Copernic. Il en existe d'autres encore, et des plus puissantes, que nous verrons bientôt, et que nous aurons soin de faire ressortir chaque fois que l'occasion s'en présentera. Galilée fut le principal promoteur du système de Copernic, dont il fournit plusieurs preuves ; la persécution dont il fut l'objet à cette occasion témoigne de la difficulté qu'il y avait à déraciner les anciennes idées sur l'immobilité absolue du globe terrestre.

§ 260. **Système de Tycho-Brahé.** — Tycho-Brahé, voyant combien on avait de peine à admettre le système de Copernic, en proposa un qui avait l'avantage de rendre compte des mouvements apparents des planètes, tout aussi bien que celui de Copernic, sans toucher à l'immobilité de la terre à laquelle on tenait tant. Dans ce système, *fig.* 321, les diverses planètes se meuvent autour du soleil exactement de la même manière que dans le système de Copernic ; elles parcourent des orbites ayant les mêmes dimensions : mais le soleil est supposé se mouvoir annuellement, autour de la terre qui reste fixe, en entraînant avec lui tout son cortége de planètes. En outre, tout l'ensemble des étoiles, des planètes, du soleil et de la lune tourne autour de l'axe du monde, et fait un tour entier dans l'espace d'un jour sidéral.

Ce système de Tycho-Brahé n'est autre chose que celui de Ptolémée, avec des idées plus rationnelles sur les mouvements des planètes, idées qui, comme nous l'avons vu, déterminent complétement les rapports des distances mutuelles de ces divers corps. Il ne fut pas généralement adopté. On s'habitua peu à peu à l'idée du mouvement de la terre, et le système de Copernic prévalut. D'ailleurs les preuves s'accumulèrent bientôt en faveur de ce dernier système, et depuis longtemps il n'est plus possible de conserver aucun doute sur sa réalité.

§ 261. **Lois de Képler.** — Copernic, en faisant mouvoir les planètes et la terre autour du soleil, avait rendu à cet astre le rang qui lui appartient dans l'univers ; la terre et les planètes n'étaient

plus désormais que des corps secondaires dépendant du soleil, et circulant autour de lui dans des orbites dirigées à peu près dans un même plan. Mais il n'avait rien modifié à la manière dont les anciens expliquaient les inégalités du mouvement de ces divers corps. L'observation faisait voir que les planètes, dans leur mouvement autour du soleil, ne pouvaient pas être regardées comme décrivant uniformément des cercles concentriques avec cet astre; nous avons déjà vu que la terre elle-même, dont le mouvement autour du soleil est identique avec le mouvement apparent du soleil autour d'elle, se trouve également dans ce cas. Pour rendre compte des inégalités de ces mouvements, Copernic avait conservé les hypothèses d'excentriques et d'épicycles superposés dont nous avons déjà parlé plusieurs fois. Képler, en discutant les résultats nombreux des observations faites par Tycho-Brahé, trouva les véritables lois du mouvement des planètes.

En s'occupant tout d'abord de l'étude du mouvement de Mars, il vit qu'il n'était pas possible d'admettre que cette planète décrit un cercle, même en supposant que le centre de ce cercle soit à une certaine distance du centre du soleil : l'orbite de la planète, telle qu'il la trouva, présentait une dépression très sensible dans un certain sens, et il reconnut qu'on pouvait la regarder comme une ellipse ayant un de ses foyers au centre du soleil. Il étendit ce résultat aux autres planètes, étudia la loi suivant laquelle chacune d'elles parcourt son orbite elliptique, et arriva ainsi à la découverte des trois lois suivantes, qui immortalisèrent son nom, en achevant de soustraire le système du monde aux hypothèses dont il avait été embarrassé pendant tant de siècles.

Première loi. — Les planètes décrivent autour du soleil des ellipses dont cet astre occupe un des foyers.

Deuxième loi. — Les aires des portions d'ellipse parcourues successivement par la ligne droite qui joint une planète au soleil sont entre elles comme les temps employés à les parcourir.

Troisième loi. — Les carrés des temps des révolutions des planètes autour du soleil sont entre eux comme les cubes des grands axes de leurs orbites.

Nous avons déjà eu l'occasion (§ 147) d'énoncer les deux premières de ces lois, lorsque nous nous occupions du mouvement apparent du soleil autour de la terre, mouvement qui est le même que celui de la terre autour du soleil. La troisième loi établit une liaison entre les mouvements des diverses planètes, comparés les uns aux autres.

Observons, en passant, que le mouvement de la terre autour du soleil satisfaisant aux lois de Képler, cela constitue une très forte

preuve en faveur du système de Copernic. Non-seulement le mouvement de la terre, considéré isolément, s'effectue conformément aux deux premières lois, c'est-à-dire qu'il est tout à fait de même nature que ceux des planètes; mais encore, en le comparant aux mouvements des planètes, on trouve que la troisième loi est satisfaite, tout aussi bien que par ces derniers mouvements comparés entre eux, deux à deux. Cette dernière circonstance surtout ne permet pas d'hésiter à regarder la terre comme étant réellement une planète qui, comme toutes les autres, se meut autour du soleil.

§ 262. **Explication des stations et rétrogradations des planètes.** — En partant de la troisième loi de Képler, il est aisé de se rendre compte des stations et des rétrogradations que l'on observe dans le mouvement apparent des planètes. Pour simplifier, autant que possible, nous ne tiendrons pas compte de l'ellipticité des orbites qu'elles décrivent autour du soleil, et nous supposerons, ce qui n'est pas très loin de la réalité, qu'elles se meuvent uniformément, suivant des circonférences de cercle ayant le soleil pour centre commun.

Si toutes les planètes étaient animées d'une même vitesse, les durées de leurs révolutions ne seraient pas égales, puisque les dimensions de leurs orbites sont très différentes les unes des autres. Il est clair que les durées des révolutions seraient proportionnelles aux longueurs des circonférences décrites autour du soleil, ou bien aux rayons de ces circonférences, c'est-à-dire aux distances des diverses planètes à cet astre central. Les carrés des temps des révolutions seraient donc également proportionnels aux carrés des distances des planètes au soleil; en sorte que, pour des planètes dont les distances au soleil seraient représentées par les nombres 1, 2, 3, les carrés des temps des révolutions seraient entre eux comme les nombres 1, 4, 9. Mais, d'après la troisième loi de Képler, les carrés des temps des révolutions des planètes sont entre eux comme les cubes des grands axes de leurs orbites, c'est-à-dire comme les cubes des distances des planètes au soleil, dans le cas des mouvements circulaires et uniformes que nous admettons. Pour des planètes situées à des distances 1, 2, 3, du soleil, ces carrés des temps des révolutions sont donc réellement entre eux comme les nombres 1, 8, 27. Ainsi, on voit que les durées des révolutions des planètes, en les prenant dans l'ordre de leurs distances au soleil, et commençant par Mercure, qui en est la plus rapprochée, vont en augmentant beaucoup plus rapidement que si les vitesses absolues des planètes étaient toutes les mêmes. Il en résulte nécessairement que les vitesses des diverses planètes sont d'autant plus petites qu'elles sont plus éloignées du soleil : dans le même espace de temps, Vénus

parcourt moins de chemin que Mercure, la terre en parcourt moins que Vénus, Mars moins que la terre, et ainsi de suite. C'est cette circonstance qui va nous permettre d'expliquer les stations et rétrogradations des planètes.

Considérons d'abord une planète inférieure, Vénus, par exemple, et supposons qu'elle se trouve précisément entre le soleil et la terre, *fig*. 322. Pendant que la terre va de T en T', Vénus parcourt un chemin VV', qui est plus grand que TT', puisque sa vitesse est plus grande que celle de la terre. La ligne V'T' est donc oblique par rapport à la ligne VT; la direction suivant laquelle on voit la planète a changé, et cela dans un sens tel, que la planète a dû paraître marcher dans le sens de la flèche, c'est-à-dire dans le sens rétrograde. Si, au lieu de cela, Vénus se trouvait au point V'' de son orbite, lorsque la terre est en T, elle se transporterait en V''' pendant que la terre irait en T', et son mouvement apparent serait évidemment dirigé en sens contraire de la flèche, c'est-à-dire dans le sens direct. La planète est donc animée, tantôt d'un mouvement direct, tantôt d'un mouvement rétrograde; elle ne peut passer de l'un à l'autre sans que sa vitesse apparente devienne nulle à un certain instant, c'est-à-dire sans qu'elle paraisse stationnaire dans le ciel. Cette circonstance se présente lorsque la planète est tellement placée sur son orbite, que la ligne qui la joint à la terre reste parallèle à elle-même, malgré la différence qui existe entre le chemin qu'elle parcourt et celui que parcourt en même temps la terre.

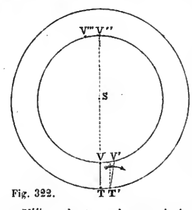


Fig. 322.

Les stations et rétrogradations des planètes supérieures s'expliquent tout aussi facilement. Supposons d'abord que Mars, par exemple, soit en opposition, *fig*. 323. Pendant que la terre parcourt le chemin TT', Mars en parcourt un plus petit MM'; la planète, que l'on voyait d'abord suivant la direction TM, paraît donc ensuite suivant la direction T'M', c'est-à-dire qu'elle semble se mouvoir dans le sens indiqué par la flèche, sens qui n'est autre chose que le sens rétrograde. Au contraire, lorsque la planète se trouve en conjonction, en M'', elle va de M'' en M''' pendant que la terre va de T en T', et son mouvement apparent est direct. Elle paraît stationnaire lorsque la différence de longueur des chemins

que la terre et elle parcourent en même temps, est compensée par la différence d'obliquité de ces deux chemins par rapport à la ligne qui joint les deux planètes, de manière que cette ligne reste quelque temps parallèle à elle-même.

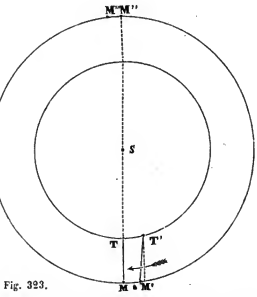


Fig. 323.

§ 263. **Loi de Bode.** — Il existe, entre les distances des planètes au soleil, une loi remarquable, qui permet de retenir facilement les valeurs de ces distances. Cette loi est généralement connue sous le nom de *loi de Bode*, quoique l'astronome Bode, qui l'a publiée en 1778, n'en soit pas réellement l'auteur. Voici en quoi elle consiste.

Écrivons à la suite les uns des autres les nombres :

0, 3, 6, 12, 24, 48, 96,

qui sont tels que, en faisant abstraction du premier, chacun est double du précédent. Ajoutons 4 unités à chacun de ces nombres, et nous aurons :

4, 7, 10, 16, 28, 52, 100.

Ces nouveaux nombres, à l'exception de 28, sont sensiblement proportionnels aux distances des planètes au soleil. En effet, si l'on multiplie par 10 les valeurs que nous avons assignées précédemment à ces distances (§ 259), on trouve les nombres suivants :

Mercure,	Vénus,	la Terre,	Mars,	......	Jupiter,	Saturne.
3,9	7,2	10	15,2	......	52,0	95,4

Ce sont, comme on le voit, à très peu près les nombres que nous

avons trouvés au moyen de la règle indiquée. Il n'y a que le dernier, celui qui se rapporte à Saturne, pour lequel il y ait une différence un peu notable.

La loi de Bode ne doit être regardée que comme un moyen simple de retrouver à peu près les valeurs des distances des planètes au soleil. Elle ne se rattache à aucune considération théorique.

§ 264. **Découverte de nouvelles planètes.** — L'emploi des lunettes et des télescopes, pour observer les diverses régions du ciel, a permis d'augmenter considérablement la liste des planètes que l'on peut apercevoir. Au lieu des six planètes (la terre comprise) dont nous avons parlé jusqu'à présent, et qui étaient seules connues du temps de Copernic et de Képler, on en compte maintenant quarante et une; et, d'après ce qui s'est passé dans ces dernières années, il est probable qu'il ne s'écoulera pas un long temps sans que le nombre en soit encore augmenté.

Le 13 mars 1781, Herschel examinait les petites étoiles de la constellation des Gémeaux, avec un télescope d'un assez fort grossissement, lorsqu'il s'aperçut que l'une d'elles, au lieu de se réduire à un simple point lumineux comme les autres, se montrait avec des dimensions appréciables. L'emploi de grossissements de plus en plus forts augmentait encore son diamètre apparent. Herschel, en s'attachant spécialement à l'observation de cet astre, reconnut bientôt qu'il était en mouvement par rapport aux étoiles voisines. On crut pendant quelque temps que c'était une comète; mais on ne tarda pas à s'assurer que c'était une planète, qui se mouvait autour du soleil comme les planètes connues, en restant à peu près à la même distance de cet astre central, et ne s'écartant pas beaucoup du plan de l'écliptique. Cette planète a reçu le nom d'*Uranus*. Sa distance au soleil est égale à 19,18, en prenant la distance du soleil à la terre pour unité; elle est donc située au delà de Saturne, à une distance du soleil à peu près double de celle de cette dernière planète. La loi de Bode se trouve encore sensiblement vraie pour Uranus; car le nombre qu'elle fournit, pour la planète venant immédiatement après Saturne, est 196, qui ne diffère pas beaucoup du nombre 191,8, obtenu en multipliant par 10 la distance d'Uranus au soleil.

La série des planètes, qui avait été agrandie par la découverte d'Uranus, en 1781, l'a été de nouveau en 1846 par la découverte de *Neptune*, dont la distance au soleil est encore plus grande que celle d'Uranus. Nous parlerons plus loin des circonstances remarquables qui ont amené la connaissance de cette nouvelle planète, observée pour la première fois le 23 septembre 1846, par M. Galle, de Berlin, d'après les indications de M. Le Verrier. Les observations ont fait

voir que la distance de Neptune au soleil est égale à 30,04. La loi de Bode se trouve ici notablement en défaut, car elle indique le nombre 388 pour la planète qui suit immédiatement Uranus, tandis qu'en multipliant par 10 la distance de Neptune au soleil, on ne trouve que 300,4.

Les astronomes n'ont, jusqu'à présent, trouvé aucune planète circulant autour du soleil, à une distance de cet astre plus grande que celle de Neptune. L'orbite de Neptune forme la limite extérieure du système planétaire, tel que nous le connaissons.

La loi de Bode, énoncée avant la découverte d'Uranus, découverte qui vint bientôt en confirmer l'exactitude presque complète, signalait une lacune entre Mars et Jupiter ; aucune planète connue ne correspondait au nombre 28, compris entre ceux qui se rapportaient à ces deux planètes. Cette lacune a été surabondamment comblée, depuis le commencement du siècle actuel, par la découverte successive de trente-trois petites planètes, se mouvant toutes dans la région indiquée par la loi de Bode.

Nous allons faire l'énumération de ces trente-trois planètes, dans l'ordre de leur découverte, en les désignant par les noms que les astronomes leur ont attribués.

Cérès, découverte par Piazzi, à Palerme, le 1er janvier 1801 ; sa distance au soleil est 2,77. En multipliant cette distance par 10, on trouve 27,7, au lieu de 28 qu'indiquait la loi de Bode

Pallas, découverte par Olbers, à Brême, le 28 mars 1802 ; sa distance au soleil est 2,67.

Junon, découverte par Harding, à Gœttingue, le 1er septembre 1804 ; sa distance au soleil est 2,77.

Vesta, découverte par Olbers, à Brême, le 29 mars 1807 ; sa distance au soleil est 2,36.

Astrée, découverte par M. Hencke, à Driessen, le 8 décembre 1845 ; sa distance au soleil est 2,58.

Hébé, découverte par M. Hencke, à Driessen, le 1er juillet 1847 ; sa distance au soleil est 2,43.

Iris, découverte par M. Hind, à Londres, le 13 août 1847 ; sa distance au soleil est 2,39.

Flore, découverte par M. Hind, à Londres, le 18 octobre 1847 ; sa distance au soleil est 2,20.

Métis, découverte par M. Graham, à Markree (Irlande), le 26 avril 1848 ; sa distance au soleil est de 2,39.

Hygie, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 14 avril 1849 ; sa distance au soleil est 3,15.

Parthénope, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 11 mai 1850 ; sa distance au soleil est 2,45.

Victoria, découverte par M. Hind, à Londres, le 13 septembre 1850 ; sa distance au soleil est 2,33.

Égérie, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 2 novembre 1850 ; sa distance au soleil est 2,58.

Irène, découverte par M. Hind, à Londres, le 19 mai 1851 ; sa distance au soleil est 2,58.

Eunomia, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 29 juillet 1851 ; sa distance au soleil est 2,65.

Psyché, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 17 mars 1852 ; sa distance au soleil est 2,93.

Thétis, découverte par M. Luther, à Bilk, près Dusseldorf, le 17 avril 1852 ; sa distance au soleil est 2,50.

Melpomène, découverte par M. Hind, à Londres, le 24 juin 1852 ; sa distance au soleil est 2,30.

Fortuna, découverte par M. Hind, à Londres, le 22 août 1852 ; sa distance au soleil est 2,45.

Massalia, découverte à la fois par M. de Gasparis, à Naples, le 19 septembre 1852 ; et par M. Chacornac, à Marseille, le lendemain, 20 septembre ; sa distance au soleil est 2,41.

Lutetia, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 15 novembre 1852 ; sa distance au soleil est 2,61

Calliope, découverte par M. Hind, à Londres, le 16 novembre 1852 ; sa distance au soleil est 2,91.

Thalie, découverte par M. Hind, à Londres, le 15 décembre 1852 ; sa distance au soleil est 2,63.

Phocea, découverte par M. Chacornac, à Marseille, le 6 avril 1853 ; sa distance au soleil est 2,39.

Thémis, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le même jour, 6 avril 1853 ; sa distance au soleil est 3,16.

Proserpine, découverte par M. Luther, à Bilk, le 5 mai 1853 ; sa distance au soleil est 2,65.

Euterpe, découverte par M. Hind, à Londres, le 8 novembre 1853 ; sa distance au soleil est 2,35.

Bellone, découverte par M. Luther, à Bilk, le 1er mars 1854 ; sa distance au soleil est de 2,78.

Amphitrite, découverte par M. Marth, à Londres, le même jour, 1er mars 1854 ; sa distance au soleil est 2,55.

Urania, découverte par M. Hind, à Londres, le 22 juillet 1854 ; sa distance au soleil est 2,36.

Euphrosine, découverte par M. Fergusson, à Washington, le 1[er] septembre 1854; sa distance au soleil est 3,19.

Pomone, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 26 octobre 1854: sa distance au soleil 2,58.

Polymnie, découverte par M. Chacornac, à Paris, le 28 octobre 1854; sa distance au soleil est 2,38.

§ 265. **Éléments du mouvement des planètes.** — L'observation montre que les nouvelles planètes satisfont aussi bien que les anciennes aux trois lois de Képler. Chacune d'elles décrit une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, et parcourt son orbite elliptique conformément à la loi des aires; en comparant les durées de leurs révolutions, soit entre elles, soit avec celles des six planètes connues du temps de Képler, on reconnaît que les carrés de ces durées sont proportionnels aux cubes des grands axes des orbites. Pour achever de donner une idée convenable du système planétaire, nous ferons connaître les principaux éléments des mouvements elliptiques des diverses planètes, savoir : le demi-grand axe de chaque orbite, qui n'est autre chose que la distance moyenne de la planète au soleil ; la durée de la révolution sidérale, qui est liée au demi-grand axe par la troisième loi de Képler ; l'excentricité de l'orbite, qui fait connaître la différence que présente cette orbite avec un cercle ; enfin, l'inclinaison du plan de l'orbite sur le plan de l'écliptique. Nous diviserons, pour cela, les planètes en deux groupes, le premier, contenant les planètes anciennes, avec Uranus et Neptune ; le second, renfermant l'ensemble des petites planètes qui circulent dans la région comprise entre Mars et Jupiter.

GROUPE DES PLANÈTES PRINCIPALES.

NOMS DES PLANÈTES.	DISTANCES MOYENNES au soleil.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS en jours.	en années.	EXCENTRICITÉS.	INCLINAISONS.
		jours.	ans.		
Mercure. . .	0,387 10	87,969	0,24	0,205 61	7° 0′ 5′
Vénus. . . .	0,723 33	224,701	0,62	0,006 86	3 23 29
La Terre. . .	1,000 00	365,256	1,00	0,016 79	0 0 0
Mars	1,523 69	686,980	1,88	0,093 22	1 51 6
Jupiter . . .	5,202 80	4 332,585	11,86	0,048 16	1 18 52
Saturne. . .	9,538 85	10 759,220	29,46	0,056 15	2 29 36
Uranus . . .	19,182 73	30 686,820	84,02	0,046 68	0 46 28
Neptune. . .	30,04	60 127,	164,6	0,008 72	1 46 59

GROUPE DES PETITES PLANÈTES.

NOMS DES PLANÈTES.	DISTANCES MOYENNES au soleil.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS en jours.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS en années.	EXCENTRICITÉS.	INCLINAISONS.
		jours.	ans.		
Flore.	2,201 73	1 193,281	3,27	0,156 80	5° 53′ 3″
Melpomène .	2,295 75	1 270,531	3,48	0,217 19	10 9 2
Victoria. . . .	2,335 00	1 303,254	3,57	0,218 20	8 23 7
Euterpe. . . .	2,347 51	1 313,736	3,60	0,174 55	1 35 30
Urania.	2,358 33	1 322,829	3,62	0,154 90	1 56 42
Vesta.	2,361 70	1 325,669	3,63	0,088 84	7 8 25
Polymnie . . .	2,378 57	1 339,899	3,67	0,224 39	1 22 21
Iris.	2,385 31	1 345,600	3,68	0,232 35	5 28 16
Métis.	2,386 90	1 346,940	3,69	0,122 82	5 35 55
Phocea	2,300 84	1 350,281	3,70	0,246 40	21 42 30
Massalia. . . .	2,408 36	1 365,148	3,74	0,145 75	0 41 4
Hébé	2,425 37	1 379,635	3,78	0,202 04	14 46 32
Fortuna. . . .	2,445 90	1 397,192	3,82	0,155 54	1 33 18
Parthénope . .	2,448 10	1 399,074	3,83	0,098 03	4 36 54
Thétis.	2,497 76	1 441,850	3,05	0,136 78	5 35 39
Amphitrite . .	2,553 66	1 490,540	4,08	0,074 55	0 7 41
Astrée.	2,577 40	1 511,369	4,14	0,188 75	5 10 23
Irène	2,581 95	1 515,373	4,15	0,169 76	9 5 33
Égérie.	2,582 49	1 515,850	4,15	0,086 27	16 33 7
Pomone. . . .	2,585 05	1 518,106	4,16	0,095 60	5 39 3
Lutetia	2,612 47	1 542,318	4,22	0,115 15	3 5 6
Thalie.	2,625 88	1 554,209	4,26	0,235 94	10 13 59
Eunomia . . .	2,050 92	1 576,493	4,32	0,189 34	11 43 50
Proserpine. . .	2,652 43	1 577,845	4,32	0,085 95	3 35 45
Junon.	2,669 09	1 592,736	4,36	0,256 08	13 3 17
Cérès.	2,766 92	1 681,093	4,60	0,076 37	10 37 12
Pallas.	2,772 90	1 686,089	4,62	0,239 43	34 37 20
Bellone	2,780 72	1 693,693	4,64	0,162 88	9 25 7
Calliope. . . .	2,911 71	1 814,762	4,97	0,103 61	13 44 49
Psyché	2,926 33	1 828,452	5,01	0,135 75	3 4 1
Hygie.	3,151 39	2 043,386	5,59	0,100 92	3 47 11
Thémis	3,160 31	2 052,072	5,62	0,122 73	0 49 24
Euphrosine . .	3,192 29	2 083,295	5,70	0,229 42	26 53 26

Pour que le mouvement d'une planète soit complétement connu, il ne suffit pas d'avoir les valeurs des éléments qui sont contenus dans les tableaux précédents. L'inclinaison du plan de l'orbite sur l'écliptique ne peut pas, à elle seule, faire connaître la position de ce plan ; il faut y joindre l'indication de la direction de la ligne d'intersection de ce plan de l'orbite avec le plan de l'écliptique, c'est-à-dire de la ligne des nœuds de la planète. La distance

moyenne de la planète au soleil et l'excentricité de son orbite font bien connaître la forme et les dimensions de cette orbite; mais il faut, en outre, que l'on donne la direction de son grand axe, pour que la position de l'orbite dans son plan soit entièrement déterminée. Enfin, lorsqu'on connaît la position et les dimensions do l'orbite de la planète, il faut encore que l'on indique en quel point de cette orbite elle se trouve à une époque donnée. La durée de la révolution, combinée avec la loi des aires, suffit dès lors pour que l'on puisse trouver la position que la planète occupe dans l'espace à une époque quelconque.

Le mouvement d'une planète dépend donc de six éléments, qui sont : 1° l'inclinaison du plan de l'orbite sur l'écliptique ; 2° l'angle que la ligne des nœuds de l'orbite fait avec une ligne fixe menée par le centre du soleil ; 3° le demi-grand axe de l'ellipse, ou, ce qui est la même chose, la distance moyenne de la planète au soleil ; 4° l'excentricité de l'ellipse; 5° l'angle que le grand axe de l'ellipse fait avec la ligne des nœuds du plan de l'orbite; 6° enfin, l'angle que le rayon mené de la planète au soleil fait avec le grand axe de l'orbite, à une époque donnée. La durée de la révolution de la planète ne forme pas un élément distinct de ceux que nous venons d'énumérer, puisque cette durée est connue par la troisième loi de Képler, dès que l'on connaît le demi-grand axe de l'orbite.

Nous n'avons donné dans les tableaux précédents, pour chaque planète, que trois des six éléments qui déterminent son mouvement ; la connaissance des trois autres éléments n'offrirait aucun intérêt aux personnes qui ne s'occupent pas d'une manière toute spéciale de recherches astronomiques.

§ 266. **Détails sur les diverses planètes.** — Des deux planètes inférieures, Vénus est celle sur laquelle les astronomes peuvent le plus facilement porter leurs investigations; aussi c'est par elle que nous commencerons.

L'observation de certaines taches que l'on aperçoit sur le disque de Vénus montre que cette planète est animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, mouvement qui s'effectue dans le même sens que la révolution de la planète autour du soleil, c'est-à-dire d'occident en orient. Schroëter a trouvé qu'elle fait un tour entier en $23^h 21^m 19^s$; il a évalué à 75° l'angle que le plan de son équateur fait avec le plan de son orbite. On voit, d'après cela, que, sur la surface de Vénus, les jours sont à peu près égaux aux nôtres; la durée de l'année y est d'environ 225 de nos jours. Les saisons y sont beaucoup plus prononcées que sur la terre, puisque l'angle qui correspond à l'obliquité de l'écliptique est de 75°, au lieu de $23° \frac{1}{2}$.

Il n'y a pas de zones tempérées sur la surface de Vénus; dans chaque hémisphère, la zone torride et la zone glaciale se joignent, et empiètent même beaucoup l'une sur l'autre.

Vénus est environnée d'une atmosphère dont la présence est rendue sensible par un phénomène crépusculaire analogue à celui qui se produit sur la terre : l'hémisphère de la planète, qui est tourné du côté opposé au soleil, se trouve légèrement éclairé sur tout son contour, et dans une certaine largeur, par la lumière répandue dans l'atmosphère, en sorte qu'il y a une diminution graduelle de lumière depuis la partie de la surface qui est directement éclairée par le soleil jusqu'à celle qui est dans l'obscurité. L'atmosphère de Vénus est comparable à la nôtre ; Schroëter évalue à $30' \frac{1}{2}$ la réfraction horizontale qu'elle occasionne, tandis que, dans notre atmosphère, cette réfraction horizontale est, comme on sait, de $33' \frac{3}{4}$ (§ 58).

Le contour circulaire du croissant de Vénus paraît beaucoup plus lumineux que le reste de la partie éclairée. On peut expliquer cette particularité par la présence de nuages flottant dans l'atmosphère, dont la surface mate nous renverrait plus de lumière que les autres parties du disque; d'autant plus que les nuages situés au bord extérieur du croissant reçoivent plus directement la lumière du soleil que ceux qui sont situés en tout autre point de la partie que nous apercevons.

La ligne de séparation d'ombre et de lumière sur la planète présente quelquefois des dentelures sensibles, comme cela a lieu pour la lune; quelquefois aussi les cornes du croissant sont tronquées : cela tient à ce qu'il existe sur Vénus des aspérités, des montagnes, d'une hauteur beaucoup plus grande que celle des principales montagnes de la terre. On a été conduit ainsi à admettre que la hauteur de quelques montagnes de Vénus atteignait la 144e partie du rayon de la planète. Sur la terre, la hauteur des pics les plus élevés de l'Himalaya n'est que la 740e partie du rayon terrestre.

Lorsque Vénus passe entre le soleil et la terre, de manière à se projeter sur le disque du soleil, elle se montre sous forme d'une tache noire exactement circulaire. Les mesures que l'on a effectuées sur cette tache n'ont pu manifester aucun aplatissement sensible. Il est bon d'ajouter qu'un aplatissement pareil à celui du globe terrestre serait trop faible pour pouvoir être aperçu dans de pareilles circonstances, à cause de la petitesse du diamètre apparent de Vénus, qui, lors de ses passages sur le disque du soleil, n'est guère que d'une minute.

Le diamètre apparent de Vénus varie considérablement d'une

époque à une autre ; lorsque la planète se trouve à une distance de la terre égale à celle de la terre au soleil, ce diamètre apparent est, d'après M. Arago, de 16″,9. Nous savons que le diamètre apparent de la terre, vue à la même distance, est le double de la parallaxe horizontale du soleil, et que par conséquent il est égal à 17″,2 : on en conclut que le rayon de Vénus est les 0,985 du rayon de la terre. Le volume de Vénus est les 0,957 du volume du globe terrestre.

Vénus se montre toujours comme une étoile extrêmement brillante. Lorsqu'elle se trouve à l'orient du soleil, on la voit le soir après le coucher de cet astre ; alors elle commence à se montrer longtemps avant que la lueur crépusculaire se soit assez affaiblie pour laisser voir les étoiles qui l'avoisinent. De même, lorsqu'elle est à l'occident du soleil, on la voit le matin, et l'aurore ne la fait disparaître que la dernière. Son éclat varie nécessairement d'une époque à une autre, à cause des phases qu'elle présente successivement, et aussi à cause de la variation considérable de son diamètre apparent ; à certaines époques, son éclat est tel, qu'on l'aperçoit facilement en plein jour et à l'œil nu. Avec les lunettes et les télescopes, on peut l'observer, lors même qu'elle n'est qu'à une petite distance du soleil.

§ 267. La planète Mercure étant beaucoup plus rapprochée du soleil que Vénus, l'observation des particularités que présente sa surface ne peut pas se faire aussi facilement que pour Vénus. On est parvenu cependant à certains résultats que nous allons indiquer.

Schroëter a reconnu que Mercure tourne sur lui-même, et qu'il fait un tour entier en 24 heures et 4 ou 5 minutes. L'équateur de la planète est presque perpendiculaire au plan de son orbite. En tenant compte de la légère obliquité du premier de ces deux plans sur le second, on voit que le mouvement de rotation s'effectue d'occident en orient.

Schroëter attribue à Mercure une atmosphère à peu près aussi dense que celle de Vénus. Il a reconnu l'existence de montagnes dont il évalue la plus grande hauteur à $\frac{1}{126}$ du rayon de la planète.

L'observation de Mercure, lors de ses passages devant le disque du soleil, l'a toujours montré sous forme d'un cercle, sans aucune trace d'aplatissement.

Le diamètre apparent de Mercure, lorsque sa distance à la terre est égale à la distance moyenne de la terre au soleil, a une valeur de 6″,7 ; on en conclut que le rayon de Mercure est les 0,391 du rayon terrestre.

Mercure est assez rarement visible à l'œil nu ; il faut, pour cela,

qu'il soit dans le voisinage de ses plus grandes digressions orientales ou occidentales. Habituellement, on ne peut l'observer qu'avec les lunettes.

§ 268. Parmi les planètes supérieures, Mars est celle qui se rapproche le plus de nous ; lors de ses oppositions, elle n'est guère éloignée de la terre que de la moitié de la distance de la terre au soleil : aussi peut-on observer assez facilement ce qui se passe à la surface de cette planète.

Herschel a trouvé, par l'observation des taches permanentes que présente le disque de la planète, qu'elle tourne sur elle-même, d'occident en orient, et qu'elle met $24^h\ 39^m\ 21^s,7$ à faire un tour entier ; d'après le même astronome, son équateur est incliné de $28°\ 42'$ sur le plan de son orbite. On voit donc que, sur cette planète, il doit y avoir des saisons analogues aux nôtres : sa surface doit présenter, comme la surface de la terre, une zone torride, des zones tempérées et une zone glaciale, avec cette seule différence que les zones tempérées sont un peu plus étroites sur Mars que sur la terre.

Herschel ayant reconnu des changements sensibles dans les apparences de certaines taches permanentes, en conclut que Mars était environné d'une atmosphère considérable.

Nous avons dit (§ 256) que Mars présente quelques commencements de phases ; son disque se rétrécit d'une manière sensible, à certaines époques, dans le sens de la ligne qui joint la planète au soleil. Lorsque Mars est en opposition, toute trace de phase disparaît, et la planète se montre sous sa véritable forme. On s'assure facilement alors que sa surface a la forme d'un sphéroïde aplati, comme la terre ; mais l'aplatissement est beaucoup plus prononcé : d'après M. Arago, cet aplatissement est certainement supérieur à $\frac{1}{30}$.

Ce que Mars présente de plus remarquable, ce sont deux taches blanches, situées dans les régions qui avoisinent les deux pôles de la planète. Ces taches sont probablement dues à des amas de neige et de glace pareils à ceux qui existent dans les régions polaires de la terre. Ce qui nous confirme dans cette opinion, c'est que les deux taches augmentent et diminuent alternativement de grandeur ; et ces variations sont tellement liées aux diverses positions que l'axe de rotation de la planète prend successivement par rapport au soleil, qu'il est impossible de ne pas y voir l'effet des variations de température, qui à certaines époques déterminent la fonte des glaces vers un des deux pôles et l'augmentation progressive des glaces vers l'autre pôle, tandis qu'à d'autres époques ce sont les phénomènes inverses qui se produisent. La *fig.* 324 représente Mars avec les deux taches polaires dont nous venons de parler ; son disque

est légèrement déprimé dans le sens transversal, parce que la planète est figurée à une époque à laquelle l'hémisphère qu'elle tourne vers la terre n'est pas entièrement éclairé par le soleil, ce qui fait qu'une portion de cet hémisphère est invisible.



Fig. 324.

Le diamètre apparent de Mars, à la distance moyenne du soleil à la terre, est égal à 8″,9 ; il en résulte que le rayon de cette planète est les 0,519 du rayon de la terre.

Mars paraît, à l'œil nu, comme une belle étoile d'une teinte rougeâtre; elle est beaucoup moins brillante que Vénus.



Fig. 325.

§ 269. Jupiter est beaucoup plus éloigné de nous que Mars; mais la grosseur de cette planète fait que son disque prend des dimensions appréciables, même lorsqu'on l'observe avec une lunette d'un faible grossissement.

Sa surface présente des bandes transversales, *fig.* 325, dirigées à peu près dans le sens de l'écliptique. On y aperçoit aussi de temps en temps des taches plus ou moins prononcées, à l'aide desquelles on reconnaît que la planète tourne sur elle-même, d'occident en orient, autour d'un axe qui est presque perpendiculaire à son orbite. Herschel, qui a étudié la rotation de cette planète, a trouvé, pour le temps qu'elle met à faire un tour entier, des nombres variant entre $9^h\,50^m\,48^s$ et $9^h\,55^m\,40^s$. L'équateur de Jupiter lui a paru faire un angle de 2 à 3 degrés avec le plan de son orbite; ce qui fait que les saisons doivent être très peu sensibles sur sa surface.

Herschel attribue les bandes à des courants atmosphériques analogues à nos vents alizés (§ 139). D'après lui, les taches que l'on aperçoit sur le disque, et dont l'observation sert à déterminer la durée de la rotation de la planète, sont dues à des nuages qui flottent dans l'atmosphère : la mobilité de pareils nuages, par rapport à la planète, explique pourquoi l'on ne trouve pas toujours la même valeur pour cette durée.

Jupiter est fortement aplati dans le sens de son axe de rotation ; il suffit de jeter un coup d'œil sur la figure 325 pour s'en apercevoir. L'aplatissement est d'environ $\frac{1}{17}$.

D'après les mesures que l'on a effectuées sur le diamètre apparent de Jupiter, on a reconnu que si la planète se trouvait à une distance de la terre égale à la distance moyenne de la terre au soleil, son diamètre équatorial serait vu sous un angle de 193″ ; le rayon de Jupiter est donc égal à 11,225 fois le rayon de la terre.

Jupiter se montre à l'œil nu comme une étoile des plus brillantes ; son éclat est à peu près le même que celui de Vénus.

Quand on observe Jupiter avec une lunette, on voit que cette belle planète est toujours accompagnée de points brillants, qui se déplacent assez rapidement par rapport à elle, en passant tantôt du côté de l'orient, tantôt du côté de l'occident, tout en restant sensiblement sur une ligne droite dirigée à peu près suivant l'écliptique. Ces points brillants ne sont autre chose que de petits corps qui circulent autour de Jupiter, comme les planètes circulent autour du soleil ; on leur donne le nom de *satellites* de Jupiter. Ils sont au nombre de quatre. Leur découverte est due à Galilée, qui les aperçut dès qu'il dirigea une lunette vers Jupiter.

L'observation a fait voir que les mouvements des satellites autour de la planète s'effectuent conformément aux lois que Képler a trouvées pour les mouvements des planètes autour du soleil (§ 261). Le tableau suivant fait connaître leurs distances moyennes au centre de Jupiter, en prenant pour unité le rayon de l'équateur de la planète ; il donne également les durées de leurs révolutions sidérales, exprimées en jours, durées qui sont liées aux distances moyennes par la troisième loi de Képler.

	DISTANCES MOYENNES.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS.
		jours.
1er satellite	6,05	1,77
2e satellite	9,62	3,55
3e satellite	15,35	7,15
4e satellite	27,00	16,69

Les excentricités des orbites des deux premiers satellites sont insensibles ; celles du troisième et du quatrième sont très petites. Les plans dans lesquels ils se meuvent ne font que de très petits angles avec le plan de l'orbite de Jupiter. Leurs mouvements sont tous dirigés dans le sens de la rotation de Jupiter, c'est-à-dire d'occident en orient, comme les mouvements des planètes autour du soleil. La figure 326, qui est faite dans des proportions exactes,

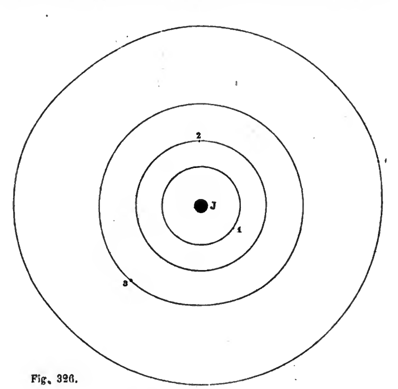


Fig. 326.

peut donner une idée des dimensions relatives de Jupiter et des orbites de ses satellites. A la même échelle, la distance de Jupiter au soleil serait représentée par une longueur de près de 17 mètres : et le soleil le serait par un cercle de 15 millimètres de rayon, c'est-à-dire par un cercle qui serait à peu près égal à celui qui représente l'orbite du deuxième satellite.

Jupiter projette du côté opposé au soleil un cône d'ombre dans lequel les satellites pénètrent de temps en temps, ce qui occasionne

des éclipses analogues aux éclipses de lune. Cette planète étant beaucoup plus grosse que la terre, et se trouvant en outre beaucoup plus éloignée du soleil, la longueur de son cône d'ombre est incomparablement plus grande que celle du cône d'ombre de la terre : ce cône s'étend bien loin au delà de l'orbite du quatrième satellite. Il en résulte que les dimensions transversales du cône, dans les points où il peut être atteint par les satellites, sont presque égales à celles de la planète elle-même ; aussi les éclipses de ces satellites sont-elles beaucoup plus fréquentes que les éclipses de lune. Les trois premiers satellites pénètrent dans le cône d'ombre à chacune de leurs révolutions ; le quatrième, seul, passe quelquefois à côté du cône sans y pénétrer , lorsqu'il se trouve dans les parties de son orbite les plus éloignées du plan de l'orbite de Jupiter.

Les éclipses des satellites de Jupiter ont été indiquées comme pouvant servir à la détermination des longitudes géographiques : ce sont des phénomènes qui se produisent dans le ciel, et qui, pouvant être observés à la fois d'un grand nombre de points de la surface de la terre, doivent remplacer avec avantage les signaux de feu dont nous avons parlé (§ 97). Mais leur observation n'est pas susceptible d'une grande précision. La pénombre fait que la lumière d'un satellite ne disparaît que graduellement, au lieu de s'éteindre brusquement, comme cela arriverait s'il n'y avait pas de pénombre. L'instant où un observateur cesse d'apercevoir un satellite doit donc dépendre à la fois de la bonté de sa vue et de la puissance de la lunette dont il se sert; en sorte que deux observateurs ne voient généralement pas l'éclipse commencer à un même instant. La même incertitude existe dans l'observation de la fin d'une éclipse. Aussi l'observation des éclipses des satellites de Jupiter, dans le but de déterminer la longitude du lieu où l'on se trouve, conduit-elle à des résultats moins exacts que la méthode des distances lunaires que nous avons fait connaître précédemment (§ 244). On l'emploie cependant quelquefois, et c'est pour cela que l'on publie, dans la *Connaissance des temps*, plusieurs années à l'avance, l'indication des heures de Paris, auxquelles doivent commencer ou finir les diverses éclipses des quatre satellites.

Lorsque les satellites de Jupiter passent entre la planète et le soleil, leur ombre se projette sur la planète, et produit de véritables éclipses de soleil dans les lieux par lesquels elle passe ; cette ombre peut être aperçue de la terre quand on observe au moyen d'instruments puissants.

L'éclat des satellites varie périodiquement, en même temps qu'ils se meuvent autour de la planète. Herschel a reconnu que cette

variation d'éclat peut être attribuée à ce que les satellites tournent sur eux-mêmes de manière à présenter toujours la même face vers la planète ; nous voyons ainsi successivement toutes les parties de leurs surfaces, et il suffit d'admettre que ces diverses parties ne réfléchissent pas également la lumière du soleil pour rendre compte des variations d'éclat que l'on observe.

On ne connaît pas les grosseurs des satellites ; leurs diamètres apparents sont trop petits pour que l'on ait pu les mesurer. On sait seulement que le troisième est de beaucoup le plus gros des quatre, et que les autres vont ensuite en décroissant dans l'ordre suivant : le quatrième, le premier, et enfin le deuxième.

§ 270. Dès que Galilée eut dirigé une lunette vers Saturne, il vit que cette planète n'avait pas la forme arrondie de Mars et de Jupiter; elle présentait deux protubérances opposées qui lui donnaient une apparence très singulière. Par l'observation attentive de ces protubérances, à l'aide de plus fortes lunettes, Huygens a reconnu que Saturne est bien une masse globulaire comme les autres planètes, mais que ce globe est entouré d'un anneau circulaire et aplati qui l'enveloppe sans le toucher par aucun point. Quelle que soit l'époque à laquelle on observe Saturne, on voit toujours son anneau obliquement, *fig.* 327 ; la partie antérieure se projette sur le

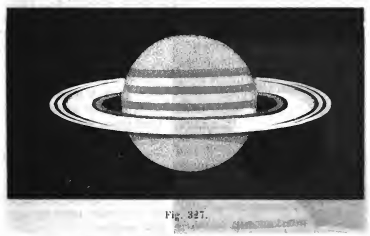


Fig. 327.

corps de la planète; la partie postérieure se trouve cachée ; et les deux parties latérales débordent de part et d'autre de manière à former ce que l'on nomme les *anses* de Saturne. L'anneau se transportant parallèlement à lui-même dans le mouvement de la planète

autour du soleil, son obliquité, par rapport à la ligne suivant laquelle nous le voyons, varie d'une époque à une autre, comme on le comprend tout de suite en jetant les yeux sur la *fig.* 328, où S est

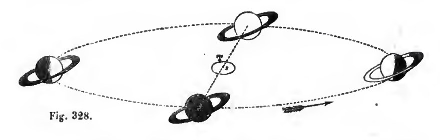
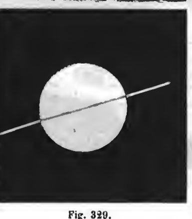


Fig. 328.

le soleil et T la terre. Il en résulte des changements correspondants dans la forme sous laquelle il se présente à nous. Tantôt l'ellipse qui forme son contour apparent extérieur est assez large pour environner complétement le disque circulaire de la planète ; et l'on ne voit plus le disque faire saillie de chaque côté de l'anneau, comme cela a lieu habituellement, *fig.* 327. Tantôt, au contraire, cette ellipse se réduit à son grand axe ; l'anneau ne se montre que par sa tranche, et on le voit sous forme d'une ligne droite qui passe par le centre du disque de la planète, en s'étendant à une certaine distance de part et d'autre des bords de ce disque, *fig.* 329, ou bien en se terminant à ces bords mêmes, parce que les parties extrêmes ne peuvent être aperçues, *fig.* 330. A certaines époques, le plan de l'anneau venant à passer entre la terre et le soleil, il tourne vers nous celle de ses deux faces qui n'est pas éclairée par le soleil, et par suite nous ne pouvons l'apercevoir ; la planète n'a plus alors que l'apparence d'un globe isolé comme Jupiter. Cette disparition de l'anneau se reproduit tous les quinze ans environ.


Fig. 329.

Herschel a reconnu sur le disque de Saturne l'existence de bandes parallèles analogues à celles de Jupiter. L'observation en est plus difficile que pour cette dernière planète, à cause du plus

grand éloignement de Saturne. Certaines taches, que cet illustre astronome a vues se déplacer, et dont il a suivi le mouvement, lui ont fait reconnaître que Saturne tourne sur lui-même d'occident en orient, et qu'il fait un tour entier en $10^h 16^m$. Il a en outre remarqué, dans les régions polaires de la planète, des changements de teinte qui sembleraient indiquer des amas de neige ou de glace dans ces régions, comme sur la planète Mars.

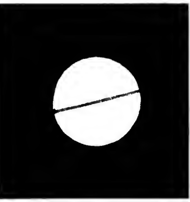


Fig. 330.

Le disque de Saturne manifeste, dans le sens de son axe de rotation, un aplatissement très prononcé qui a été évalué par Herschel à $\frac{1}{11}$.

A la distance de la terre au soleil, le diamètre équatorial de Saturne sous-tendrait un angle de 155″; le rayon de Saturne est donc égal à 9,022, celui de la terre étant 1.

L'anneau est dirigé à peu près dans le plan de l'équateur de Saturne ; il est incliné d'environ $28° \frac{1}{2}$ sur le plan de l'écliptique. Si l'on prend pour unité le rayon de l'équateur de Saturne, le rayon intérieur de l'anneau est égal à 1,66, et le rayon extérieur égal à 2,37. On ne connaît pas l'épaisseur de l'anneau ; on sait seulement qu'elle est très petite relativement à sa largeur.

En observant l'anneau de Saturne avec des instruments puissants, on a reconnu que cet anneau n'est pas simple ; il se compose de plusieurs anneaux concentriques, dont les lignes de séparation sont visibles principalement vers les anses, *fig.* 327. On a même aperçu récemment un anneau obscur, situé à l'intérieur des autres, comme on le voit sur la figure ; l'existence de cet anneau obscur fait que le rayon intérieur de l'anneau général doit avoir une valeur plus petite que celle que nous venons d'indiquer, car cette valeur a été obtenue sans tenir compte de l'anneau obscur, que l'on n'avait pas encore vu.

Certaines irrégularités observées par Herschel dans l'anneau de Saturne lui ont fait reconnaître qu'il est animé d'un mouvement de rotation dans son plan : il fait un tour entier en $10^h 32^m 15^s$. Ce mouvement s'effectue d'occident en orient.

Outre l'anneau, il existe encore autour de Saturne des satellites,

au nombre de huit, qui se meuvent, comme ceux de Jupiter, d'occident en orient, et dont les mouvements s'effectuent conformément aux lois de Képler. Voici le tableau de leurs distances moyennes au centre de la planète, exprimées au moyen de son rayon équatorial pris pour unité, et des durées de leurs révolutions sidérales évaluées en jours.

	DISTANCES MOYENNES.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS.
		jours.
1er satellite	3,35	0,94
2e satellite	4,30	1,37
3e satellite	5,28	1,89
4e satellite	6,82	2,74
5e satellite	9,52	4,52
6e satellite	22,08	15,94
7e satellite	27,78	22,50
8e satellite	64,36	79,33

Ces divers satellites se meuvent à peu près dans le plan de l'anneau. Le plan de l'orbite du huitième satellite s'en écarte cependant assez notablement, et se rapproche davantage du plan de l'écliptique. Lorsque l'anneau se montre par sa tranche, on voit les deux premiers satellites se projeter sur lui; ils ressemblent à des grains de chapelet qui se mouvraient le long d'un fil.

La *fig.* 331 représente les orbites des huit satellites de Saturne. Elle a été faite à la même échelle que celle qui représente les orbites des satellites de Jupiter (*fig.* 326, page 489). On y a figuré également, dans d'exactes proportions, le corps de la planète et l'anneau qui l'environne. A cette échelle, la distance de Saturne au soleil serait représentée par une longueur de $30^m,6$.

Les satellites de Saturne ont été découverts par divers astronomes, savoir : le sixième, par Huygens; les troisième, quatrième, cinquième et huitième, par Dominique Cassini ; le premier et le deuxième, par Herschel ; et enfin, le septième, par M. Lassell, de Liverpool, le 18 septembre 1848.

Saturne se montre à l'œil nu comme une étoile brillante. Son éclat est cependant bien inférieur à celui de Jupiter ; il présente une teinte terne et comme plombée.

§ 271. Uranus est visible à l'œil nu, et paraît comme une étoile de cinquième grandeur. Observée à l'aide d'une lunette, cette planète se montre sous forme d'un disque circulaire. Son diamètre ap-

parent est d'environ 4″ ; à la distance de la terre au soleil, il deviendrait de 75″: le rayon de la planète est donc égal à 4,34, celui de la terre étant 1.



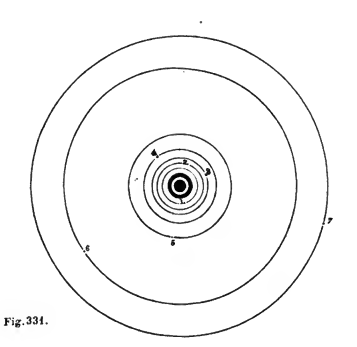


Fig. 331.

Herschel a reconnu que le disque d'Uranus est un peu aplati ; son plus petit diamètre est dirigé à peu près dans le plan de l'écliptique. Ce fait semblerait indiquer que la planète tourne sur elle-même, et

que son équateur est dirigé à peu près perpendiculairement au plan de son orbite.

Herschel a découvert autour d'Uranus six satellites, dont le tableau suivant fait connaître les durées des révolutions, ainsi que les distances moyennes rapportées au rayon de la planète pris pour unité.

	DISTANCES MOYENNES.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS.
		jours.
1er satellite.	13,12	5,89
2e satellite.	17,02	8,71
3e satellite.	19,85	10,96
4e satellite.	22,75	13,46
5e satellite.	45,51	38,07
6e satellite.	91,01	107,69

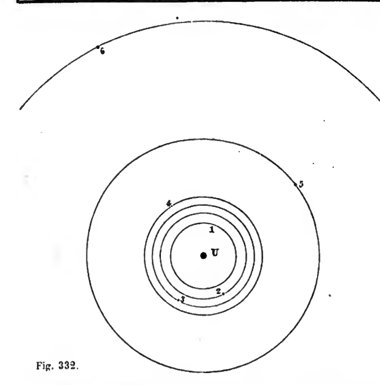


Fig. 332.

De ces six satellites, le deuxième et le quatrième ont été seuls

revus depuis Herschel; leurs orbites sont inclinées de 79° sur le plan de l'écliptique, et leurs mouvements sur ces orbites obliques sont dirigés de l'orient vers l'occident, c'est-à-dire en sens contraire du mouvement des planètes autour du soleil.

La *fig.* 332 représente les orbites des six satellites d'Uranus, à l'échelle qui a déjà servi à construire les *fig.* 326 et 331, relatives aux satellites de Jupiter et de Saturne. La distance d'Uranus au soleil, à cette même échelle, serait représentée par une longueur de $61^m,6$.

§ 272. Neptune n'est pas visible à l'œil nu. Cette planète, vue dans une lunette d'un faible grossissement, ressemble à une étoile de huitième grandeur. Avec un grossissement plus fort, on lui voit prendre des dimensions sensibles; elle se montre sous la forme d'un disque circulaire. Son diamètre apparent n'est que de 2″,7. A la distance du soleil à la terre, ce diamètre apparent serait de 81″; en sorte que le rayon de Neptune est égal à 4,72, le rayon de la terre étant 1.

La planète Neptune est accompagnée d'un satellite qui circule autour d'elle dans une orbite inclinée d'environ 35 degrés sur l'écliptique. La durée de sa révolution est de $5^j,87$: sa distance moyenne au centre de Neptune est d'environ 13 fois le rayon de la planète. La *fig.* 333 peut servir à comparer l'orbite de ce satellite aux orbites des satellites de Jupiter, Saturne et Uranus, représentées par les *fig.* 326, 331 et 332 : l'échelle est la même pour ces diverses figures. A cette échelle, la distance de Neptune au soleil aurait une grandeur de plus de 96 mètres.

Le satellite de Neptune a été découvert par M. Lassell.

N

Fig. 333.

§ 273. Les nombreuses planètes que l'on a découvertes dans la région comprise entre Mars et Jupiter sont beaucoup plus petites que celles dont nous avons parlé jusqu'à présent. Elles paraissent généralement comme des étoiles de neuvième ou de dixième grandeur.

Herschel a trouvé 0″,35 pour le diamètre apparent de Cérès, dans le cas où la planète serait placée à une distance égale à celle du soleil à la terre; il a trouvé également que le diamètre apparent de Pallas, dans les mêmes circonstances, ne serait que de 0″,24. Il en résulte, pour le diamètre de Cérès, une longueur de 259 kilomètres; et pour celui de Pallas, une longueur de 178 kilomètres, ce qui est à peu près la distance de Paris au Havre.

Herschel a cru reconnaître autour de Pallas l'existence d'une

nébulosité, d'une sorte de brouillard, qui accuserait la présence d'une atmosphère considérable autour de cette planète.

Telles sont, à peu près, les seules notions que l'on possède sur ces astres, dont les dimensions sont tellement petites, que les plus puissants instruments suffisent à peine pour leur faire prendre une apparence autre que celle de simples points lumineux.

§ 274. Nous ne saurions trop insister sur la comparaison des dimensions et des distances mutuelles des divers astres que nous avons étudiés jusqu'à présent. On a de la peine à s'en faire une idée exacte. Les distances des planètes entre elles et au soleil sont tellement grandes, relativement à leurs diamètres, qu'on ne peut pas représenter le système planétaire par un dessin qui permette de saisir d'un coup d'œil les rapports de grandeur de ses diverses parties. Les machines, plus ou moins complexes, que l'on construit pour donner une idée des mouvements simultanés de la terre, des planètes, et de leurs satellites, ne peuvent être exécutées qu'à la condition d'exagérer considérablement les proportions de certaines parties. Il en est de même des dessins destinés à expliquer les diverses particularités des mouvements des astres, tels que les *fig.* 223 (page 296), 259 (page 365), et bien d'autres que nous pourrions encore citer parmi celles qui nous ont servi jusqu'à présent. On doit donc se mettre constamment en garde contre les idées fausses qui pourraient en résulter. C'est pour cela qu'à diverses reprises nous avons cherché, soit par des figures, soit par des indications de grandeurs relatives, à appeler l'attention sur les vrais rapports des dimensions du système planétaire. Ainsi, dès que nous sommes arrivés à la connaissance de la grandeur du diamètre du soleil, nous avons mis en regard deux cercles ayant des rayons proportionnels à ceux du soleil et de la terre (*fig.* 204, page 277), et nous avons dit que, pour figurer en même temps la distance qui sépare ces deux corps, il faudrait que les centres des cercles fussent éloignés l'un de l'autre de 16^{m},5. Plus tard, nous en avons fait autant pour donner une idée des grandeurs relatives de la terre et de la lune (*fig.* 265, page 379); mais nous avons dû adopter pour cela une échelle plus grande, d'après laquelle le rayon du soleil serait représenté par une longueur de 1^{m},204, et la distance de cet astre à la terre par une longueur de 258 mètres. Lorsque nous avons parlé des systèmes de Copernic et de Tycho-Brahé, nous avons eu soin de conserver les vrais rapports de grandeur entre les rayons des cercles qui représentent les orbites des divers corps de notre système planétaire (*fig.* 320, page 471; et *fig.* 321, page 472), à l'exception toutefois de l'orbite de la lune autour de la terre, qui

aurait été imperceptible si nous ne l'avions pas agrandie outre mesure. Enfin, dans les paragraphes qui précèdent, nous avons représenté les orbites des satellites de Jupiter (*fig.* 326), de Saturne (*fig.* 331), d'Uranus (*fig.* 332), et de Neptune (*fig.* 333), à une échelle qui est la même pour toutes les figures, en conservant autant que possible aux planètes elles-mêmes les dimensions qu'elles doivent avoir à cette échelle; et nous avons fait connaître, en outre, les longueurs des lignes par lesquelles devraient être représentées les distances de ces diverses planètes au soleil.

Pour que l'on puisse se faire une idée nette des grosseurs relatives des planètes principales, nous donnerons encore ici, *fig.* 334, une figure sur laquelle ces planètes sont représentées à côté les unes

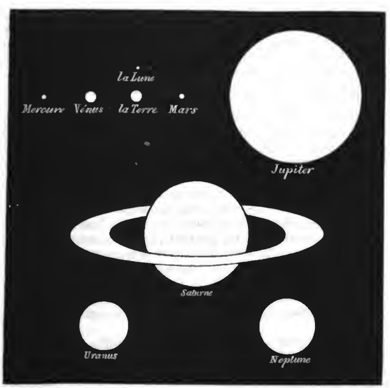


Fig. 334.

des autres par des cercles de rayons proportionnels à leurs propres rayons. A la même échelle, le soleil devrait être figuré par un

cercle de 0^m,150 de rayon; l'orbite de la lune, par un cercle de 0^m,080 de rayon; l'orbite du quatrième satellite de Jupiter, par un cercle de 0^m,405 de rayon; celle du huitième satellite de Saturne, par un cercle de 0^m,774 de rayon; celle du sixième satellite d'Uranus, par un cercle de 0^m,527 de rayon; et celle du satellite de Neptune, par un cercle de 0^m,082 de rayon. En outre, les distances des planètes au soleil seraient représentées par des longueurs de 12^m,4 pour Mercure, 23^m,1 pour Vénus, 32^m,0 pour la Terre, 48^m,8 pour Mars, 166^m,6 pour Jupiter, 305^m,2 pour Saturne, 613^m,8 pour Uranus, et 961^m,3 pour Neptune.

§ 275. **Considérations sur le système planétaire.** — Avant que le système de Copernic fût adopté, lorsqu'on regardait la terre comme une masse immobile dans l'espace, on faisait mouvoir le soleil, la lune et les planètes autour d'elle. Les mouvements du soleil et de la lune étaient assez simples; chacun de ces astres ne s'éloignait pas beaucoup de décrire uniformément une circonférence de cercle ayant son centre au centre de la terre. Les mouvements des planètes, au contraire, étaient complexes; pour rendre compte de leurs stations et rétrogradations, il fallait leur faire parcourir des épicycles mobiles sur des déférents, et cela suivant certaines lois dépendant du mouvement du soleil. Copernic reconnut d'abord, comme nous l'avons dit, que les apparences seraient tout aussi bien représentées, en regardant les planètes comme décrivant, autour du soleil, des orbites à peu près circulaires, que cet astre emporterait avec lui dans son mouvement annuel autour de la terre. Les mouvements des planètes, tout en conservant individuellement à peu près le même degré de complication qu'auparavant, étaient ainsi ramenés à former un ensemble plus simple. Mais c'est en admettant ensuite l'immobilité du soleil et le mouvement de la terre autour de lui, que Copernic apporta aux mouvements des planètes une simplification remarquable : chacune d'elles n'était plus animée par là que d'un mouvement à peu près circulaire et uniforme autour du centre du soleil, mouvement analogue à celui qu'il devait attribuer en même temps à la terre pour rendre compte des apparences.

Si la lune n'eût pas existé, il eût été impossible de ne pas être frappé du caractère de simplicité extrême que les idées de Copernic apportaient dans le système planétaire : au lieu d'admettre que les planètes se mouvaient autour du soleil, et que cet astre emportait leurs orbites dans son mouvement autour de la terre, on n'avait qu'à regarder les planètes et la terre comme se mouvant toutes suivant une même loi très simple, autour du soleil supposé immobile.

L'existence de la lune venait troubler cette simplicité, due aux nouvelles idées : on voit en effet que, en rendant le soleil immobile, et faisant mouvoir la terre autour de lui, on réduisait bien les mouvements des planètes à n'être que des mouvements sensiblement circulaires et uniformes sur des orbites fixes, mais en même temps on compliquait le mouvement de la lune, dont l'orbite autour de la terre devait être emportée par celle-ci dans son mouvement autour du soleil. Ainsi, la simplification apportée au mouvement des planètes entraînait une complication correspondante dans le mouvement de la lune. On pouvait en faire une objection sérieuse au système de Copernic; et il n'était guère possible de répondre à cette objection qu'en montrant le peu d'importance de la lune par rapport à l'ensemble des planètes, d'où résultait une grande probabilité en faveur du système qui faisait disparaître la complication du mouvement des planètes pour la reporter dans le mouvement de la lune.

La découverte des satellites de Jupiter par Galilée, et celle des satellites des autres planètes plus éloignées du soleil que Jupiter, ont fait complétement disparaître l'objection dont nous venons de parler. On a vu par là que Copernic, en admettant que l'orbite de la lune autour de la terre est emportée par celle-ci dans son mouvement autour du soleil, n'a fait que donner à la lune le rôle de satellite de la terre; le mouvement de ce petit globe voisin de la terre n'est plus qu'un cas particulier des mouvements analogues que l'on observe dans les corps qui accompagnent les plus grosses planètes de notre système.

Pour compléter les indications que nous avons déjà données sur les grandeurs relatives des orbites des satellites de diverses planètes, nous donnons ici, *fig.* 335, un dessin de l'orbite de la lune autour de la terre, exécuté à la même échelle que ceux qui se rapportent aux satellites de Jupiter, Saturne, Uranus et Neptune (*fig.* 326, 331, 332 et 333). On peut remarquer que l'orbite du satellite de Neptune est à peu près égale à l'orbite de la lune.

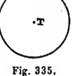


Fig. 335.

§ 276. L'observation des particularités que présentent les surfaces de Mercure, Vénus, Mars, Jupiter et Saturne, a fait reconnaître que ces planètes tournent sur elles-mêmes; l'aplatissement d'Uranus donne fortement à penser que cette planète est également animée d'un mouvement de rotation. En expliquant le mouvement diurne des astres par une rotation de la terre autour d'un de ses diamètres, Copernic n'a donc fait que donner à ce globe une ressem-

blance de plus avec les autres planètes. Rien, dans ce que le système de Copernic admet relativement à la terre, ne tend à en faire un corps qui ne rentre pas complétement dans la catégorie des planètes. Si l'on se transporte par la pensée sur la surface de Vénus ou sur celle de Mars, on voit que les astres doivent y paraître animés de mouvements entièrement analogues à ceux que nous observons de la terre. Il n'y aurait pas, il est vrai, dans l'un et l'autre cas, d'astre correspondant à notre lune ; mais si l'on était placé sur la surface de Jupiter, outre que les mouvements des divers astres présenteraient encore les mêmes apparences que sur la terre, on verrait quatre lunes circuler comme la nôtre autour du globe que l'on habiterait.

Si l'on compare les durées des rotations des diverses planètes, y compris la terre, on voit que ces planètes se partagent, sous ce point de vue, en deux groupes distincts. Pour les quatre planètes les plus voisines du soleil, les durées des rotations sont à peu près les mêmes, savoir : $24^h\ 4^m$ pour Mercure, $23^h\ 21^m$ pour Vénus, $23^h\ 56^m$ pour la terre (c'est la durée du jour sidéral), et $24^h\ 39^m$ pour Mars. Au delà de Mars, il n'y a plus que Jupiter et Saturne dont les rotations aient pu être constatées et mesurées : les durées de ces rotations, qui ne diffèrent pas beaucoup l'une de l'autre, sont notablement plus courtes que les précédentes, puisqu'elles sont de $9^h\ 53^m$ pour Jupiter, et de $10^h\ 16^m$ pour Saturne.

§ 277. Si nous jetons un coup d'œil sur l'ensemble du système planétaire, nous y trouvons un grand nombre de circonstances qui donnent à ce système un caractère tout particulier, et qui le distinguent complétement d'un simple amas d'astres en mouvement, que le hasard aurait rassemblés dans une même région de l'espace. Les planètes se meuvent toutes autour du soleil, en restant à peu près dans un même plan passant par cet astre central ; il n'y a d'exception que pour quelques-unes des petites planètes, dont les orbites font des angles assez grands avec le plan de l'écliptique. Tous ces mouvements des planètes autour du soleil s'effectuent dans un même sens, d'occident en orient. Les planètes principales sont accompagnées de satellites qui, à l'exception de ceux d'Uranus, se meuvent dans des plans assez peu inclinés sur le plan de l'écliptique, et dans le sens du mouvement des planètes autour du soleil, c'est-à-dire d'occident en orient. Le soleil tourne sur lui-même, dans le même sens, autour d'un axe qui est presque perpendiculaire au plan de l'écliptique. Enfin, les planètes dont on a pu constater le mouvement de rotation tournent aussi toutes d'occident en orient. Il en est encore de même de la rotation de la lune autour

de son centre. Ce concours de circonstances ne permet pas de regarder le système planétaire comme une réunion d'astres purement accidentelle ; il nous oblige à regarder le soleil, les planètes, et leurs satellites, comme ayant une origine commune, et peut nous mettre, jusqu'à un certain point, sur la trace de la formation du système, tel qu'il existe maintenant. Nous verrons plus tard quelles sont les idées très plausibles que Laplace a émises à ce sujet.

§ 278. Le système planétaire, dont nous venons d'étudier la constitution, se trouve environné d'étoiles situées de tous les côtés. Mais ces étoiles en sont excessivement éloignées ; en sorte qu'il forme un groupe isolé au milieu d'un espace immense dans lequel nous ne voyons aucun astre. Nous avons donné précédemment quelques indications relativement à la distance qui nous sépare des étoiles (§ 176) ; nous avons dit que la distance de la 61[e] du Cygne au soleil est de plus de 595 000 fois la distance moyenne du soleil à la terre, et l'on sait que cette étoile est une de celles qui sont le moins éloignées de nous. On se fera une idée de l'isolement du système planétaire au milieu de l'espace, en remarquant que, d'après l'échelle qui a servi à construire la figure 320 (page 471), si l'on voulait y placer la 61[e] du Cygne, on devrait la mettre à une distance de 5 950 mètres du point S qui représente le soleil, c'est-à-dire à environ une lieue et demie.

Il est extrêmement probable que nous ne connaissons pas toutes les planètes qui circulent autour du soleil. On en découvrira sans doute encore plusieurs dans la région comprise entre Mars et Jupiter, où l'on en a tant découvert dans ces dernières années. En outre, il est très possible qu'il existe quelques planètes plus près du soleil que Mercure, et plus loin que Neptune. Les unes et les autres seraient très difficiles à observer de la terre : les premières, parce que, en raison de la proximité du soleil, la vivacité de la lumière de cet astre empêcherait de les apercevoir ; les autres, parce que, en raison de leur éloignement, la lumière qu'elles reçoivent du soleil ne serait pas suffisante pour que nous pussions les distinguer dans le ciel. Mais dans tous les cas, lors même qu'on étendrait les limites du système planétaire par la découverte de quelques nouvelles planètes situées au delà de Neptune, on n'en devrait pas moins regarder ce système comme ayant des dimensions extrêmement petites relativement à la distance qui le sépare des étoiles les plus voisines.

§ 279. **Découverte de la vitesse de la lumière.** — C'est par l'observation des éclipses des satellites de Jupiter que Roëmer découvrit la vitesse de propagation de la lumière (vers 1675). Domi-

nique Cassini, en se fondant sur un très grand nombre d'observations, avait construit des tables du mouvement de ces satellites, à l'aide desquelles on pouvait prédire le retour de leurs éclipses. Roëmer remarqua que les époques auxquelles on observait réellement, soit le commencement, soit la fin des éclipses, n'étaient pas toujours d'accord avec les indications fournies par les tables de Cassini : tantôt le phénomène arrivait un peu en avance, tantôt au contraire, il arrivait un peu en retard sur l'époque à laquelle il aurait dû arriver d'après la prédiction qui en avait été faite. De plus, l'avance avait toujours lieu lorsque Jupiter se trouvait dans le voisinage de son opposition, et le retard lorsqu'il se trouvait peu éloigné de sa conjonction. Voici de quelle manière Roëmer expliqua ces divergences entre les observations et les tables construites d'après un grand nombre d'observations antérieures. Si la lumière que nous envoie un astre était animée d'une vitesse infiniment grande, elle nous arriverait aussitôt qu'elle serait partie, et nous verrions les divers phénomènes lumineux qui se produisent sur la surface de l'astre à l'instant même de leur production. Mais si, au contraire, la vitesse de propagation de la lumière n'est pas infinie, elle emploie un certain temps à parcourir la distance qui nous sépare de l'astre ; lorsque nous la recevons, il y a déjà quelque temps qu'elle est partie de l'astre : nous ne voyons les phénomènes lumineux qui s'y passent, qu'après qu'ils se sont réellement produits. Le retard qui en résulte dans l'observation de ces phénomènes dépend d'ailleurs de la distance qui sépare l'astre de la terre ; il est d'autant plus grand que l'astre est plus éloigné. On comprend que ce retard n'aurait aucune influence sur les intervalles de temps compris entre des phénomènes successifs observés sur un astre dont la distance à la terre resterait toujours la même ; l'observation de chacun de ces phénomènes serait toujours en retard de la même quantité sur l'époque réelle de sa production ; le temps écoulé entre deux phénomènes consécutifs serait donc le même que celui qui s'écoulerait entre les époques auxquelles on les observerait de la terre ; la succession de ces phénomènes, observés de la terre, suivrait exactement les mêmes lois que si chacun d'eux était observé à l'instant même où il se produit. Mais si la distance de la terre à l'astre que l'on considère vient à varier d'une époque à une autre, il n'en sera plus de même ; le retard de l'observation d'un phénomène sur l'époque réelle de sa production sera plus ou moins grand, suivant que la lumière aura un chemin plus ou moins long à parcourir pour venir de l'astre à la terre ; et il en résultera une différence correspondante entre les intervalles de temps qui séparent des phéno-

mènes successifs, et ceux qui séparent les époques auxquelles on aura observé ces phénomènes.

Si, par exemple, un certain phénomène se reproduisait régulièrement toutes les heures, sur un astre dont la distance à la terre irait tantôt en augmentant pendant un certain nombre d'heures, et tantôt en diminuant, voici ce qui arriverait : tant que l'astre s'éloignerait de la terre, le temps compris entre deux observations successives du phénomène dont il s'agit serait de plus d'une heure ; lorsqu'au contraire l'astre se rapprocherait de la terre, il s'écoulerait moins d'une heure entre deux observations consécutives. Supposons, pour fixer les idées, que l'astre soit à sa plus petite distance de la terre, à l'instant même ou le phénomène en question se produit une première fois ; qu'à partir de là, il s'éloigne de la terre pendant 5 heures; puis, qu'il s'en rapproche de nouveau pendant 5 heures, de manière à revenir à la distance à laquelle il se trouvait primitivement. Il est aisé de voir que les 5 intervalles de temps compris entre la 1re, la 2e,... et la 6e apparition du phénomène, pour un observateur placé sur la terre, seront tous de plus d'une heure ; et que l'excès de l'ensemble de ces 5 durées sur 5 heures sera précisément égal au temps que la lumière emploie à parcourir l'espace dont la distance de l'astre à la terre s'est accrue pendant ce temps total. De même, les 5 intervalles de temps compris entre la 6e, la 7e,... et la 11e apparition du phénomène, seront tous de moins d'une heure, et l'excès de 5 heures sur leur ensemble sera encore égal au temps employé par la lumière à parcourir la différence de la plus grande et de la plus petite distance de l'astre à la terre. On en conclura facilement que l'excès du temps compris entre la 1re et la 6e observation du phénomène, sur le temps compris entre la 6e et la 11e observation, est précisément le double de celui que la lumière met à parcourir la quantité dont la plus grande distance de l'astre à la terre surpasse la plus petite distance de ces deux corps.

Jupiter et la terre se mouvant en même temps autour du soleil, la distance de ces deux planètes varie périodiquement. Lors des oppositions de Jupiter, la terre étant en T et Jupiter en J, *fig.* 336, la distance JT qui les sépare est la différence des distances JS, TS, de chacune d'elles au soleil S; lorsque, au bout de quelque temps, Jupiter est allé de J en J′, et la terre de T en T′, Jupiter se trouve en conjonction, et sa distance J′T′ à la terre est la somme des distances des deux planètes au soleil ; plus tard, lorsque Jupiter est allé de J′ en J″, et la terre de T′ en T″, Jupiter se retrouve en opposition, et sa distance à la terre redevient égale à ce qu'elle était au mo-

ment de l'opposition précédente. On voit donc que la distance de Jupiter à la terre varie périodiquement, entre deux limites qui sont la différence et la somme des distances respectives de ces deux corps au soleil ; cette distance variable atteint sa plus petite valeur lors des oppositions de Jupiter, et sa plus grande valeur lors des conjonctions de cette planète. Il en résulte que ce que nous venons de dire d'un astre dont la distance à la terre augmente et diminue alternativement, est directement applicable à Jupiter; si la lumière n'a pas une vitesse infinie, la loi de succession des phénomènes lumineux qui se passent sur cette planète ou dans son voisinage doit être altérée pour nous, par suite de l'inégalité des retards qu'éprouve leur observation, en raison du changement de distance de Jupiter à la terre.

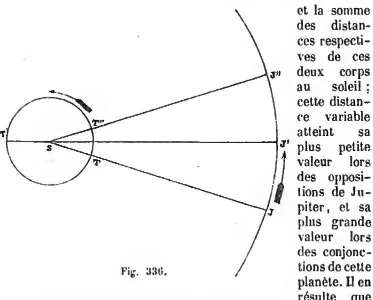


Fig. 336.

Or, les divergences que Roëmer remarqua, entre les époques où il observait les éclipses des satellites de Jupiter, et les époques auxquelles ces éclipses devaient arriver d'après les tables de Cassini, étaient toutes dans le sens indiqué par les considérations précédentes. Il ne devait pas regarder, bien entendu, les tables de Cassini comme faisant connaître les instants précis auxquels chaque éclipse commençait ou finissait réellement. Si la lumière ne nous arrive pas instantanément de Jupiter, les tables de Cassini devaient être entachées du retard qu'éprouve l'observation des éclipses, en raison du chemin que la lumière doit parcourir pour venir de Jupiter à la terre. Mais comme ces tables avaient été construites au moyen d'un grand nombre d'observations faites antérieurement, à

des époques où Jupiter se trouvait tantôt près de sa conjonction, tantôt près de son opposition, l'inégalité des retards correspondant aux diverses observations avaient dû disparaître dans la combinaison des résultats obtenus; et il ne devait rester, en définitive, dans les tables, qu'un retard moyen : les indications qu'elles fournissaient auraient été complétement d'accord avec les observations ultérieures, si, à toute époque, le retard résultant de la transmission successive de la lumière avait eu la même valeur que lorsque Jupiter se trouve à sa moyenne distance de la terre. Lorsque Jupiter est en opposition, la lumière met moins de temps à parcourir la distance qui sépare cette planète de la terre, que si cette distance était égale à sa valeur moyenne JS ; les éclipses observées à cette époque doivent donc être aperçues de la terre un peu plus tôt qu'elles ne devraient l'être d'après les tables de Cassini. Lorsqu'au contraire Jupiter est en conjonction, la distance de cette planète à la terre a la plus grande valeur qu'elle puisse avoir; l'observation du commencement ou de la fin des éclipses qui se produisent dans ce cas, doit donc se faire réellement un peu plus tard qu'elle ne devrait se faire d'après les tables. Roëmer reconnut en effet, comme nous l'avons déjà dit, que les époques auxquelles on observait les éclipses des satellites de Jupiter étaient un peu en avance ou un peu en retard sur celles qui étaient assignées à ces phénomènes, d'après les indications fournies par les tables de Cassini, suivant que la distance de Jupiter à la terre était plus petite ou plus grande que la valeur moyenne de cette distance; et, en outre, il vit que l'avance ou le retard de l'époque de l'observation réelle d'une éclipse sur l'époque de sa prédiction était d'autant plus grand que la distance de Jupiter à la terre différait plus de la distance moyenne de ces deux corps. Dès lors, il n'hésita pas à regarder ces avances et ces retards comme uniquement dus à ce que la lumière ne se transmet pas instantanément de Jupiter à la terre; et il en conclut sans peine la valeur que devait avoir la vitesse de la lumière, pour rendre compte des particularités que nous venons de signaler dans l'observation des éclipses des satellites de Jupiter.

A l'époque où Jupiter est en opposition, on ne peut pas observer les éclipses de ses satellites, parce que le cône d'ombre de la planète se trouve entièrement caché par elle; de même, lorsque Jupiter est en conjonction, la proximité du soleil empêche que l'on puisse faire des observations de ce genre : il faut que la planète soit à une certaine distance de sa conjonction et de son opposition, pour que les éclipses de ses satellites puissent être observées convenablement. Mais en comparant et discutant les résultats fournis par les obser-

vations faites lorsque Jupiter se trouve dans diverses positions intermédiaires entre la conjonction et l'opposition, on a pu suppléer aux observations relatives aux époques mêmes des conjonctions et des oppositions ; et l'on est arrivé ainsi au résultat suivant. Supposons que l'on observe une éclipse d'un satellite au moment d'une opposition de Jupiter, puis une autre éclipse de ce satellite au moment de la conjonction suivante, puis enfin une dernière éclipse de ce même satellite lorsque Jupiter sera revenu en opposition, avec la condition que le satellite ait fait le même nombre de tours autour de sa planète entre la 2ᵉ et la 3ᵉ observation qu'entre la 1ʳᵉ et la 2ᵉ. En raison de la régularité du mouvement du satellite, l'intervalle de temps compris entre les deux premières observations devrait être le même que celui qui est compris entre les deux dernières, si l'influence de la transmission successive de la lumière ne se faisait pas sentir ; on trouve, au contraire, que le premier de ces intervalles de temps surpasse le second de $33^m\ 12^s$. Si l'on a bien compris les explications qui ont été données, il n'y a qu'un instant, relativement aux irrégularités apparentes que la transmission successive de la lumière doit apporter dans l'observation des phénomènes, lorsque la distance qui nous sépare du lieu où ils se produisent varie périodiquement, on conclura tout de suite que l'excès de $33^m\ 12^s$ qui vient d'être indiqué est précisément le double du temps que la lumière emploie à parcourir le diamètre de l'orbite de la terre ; car ce diamètre est bien la différence entre la plus grande et la plus petite distance de Jupiter à la terre. La lumière parcourt donc le diamètre de l'orbite terrestre en $16^m\ 36^s$; et par suite elle met $8^m\ 18^s$ à nous venir du soleil. Si l'on se reporte à la valeur qui a été assignée à la distance moyenne du soleil à la terre, on verra que, pour que la lumière emploie $8^m\ 18^s$ à la parcourir, il faut qu'elle ait une vitesse d'environ 77 000 lieues (de 4 kilomètres) par seconde.

Nous avons vu que la découverte de la vitesse de la lumière par Roëmer a conduit Bradley à l'explication du phénomène de l'aberration (§ 169). Les idées de Roëmer, sur la transmission successive de la lumière, ne furent admises par les astronomes qu'après qu'elles eurent été confirmées par les travaux de Bradley. Récemment, M. Fizeaux, en mesurant le temps qu'employait un rayon de lumière à aller de Suresnes à Montmartre (près Paris), puis à revenir de Montmartre à Suresnes, a trouvé pour la vitesse de la lumière la valeur même que les observations astronomiques lui avaient assignée.

§ 280. **Détermination de la parallaxe du soleil, par les passages de Vénus.** — Lorsque nous nous sommes occupé de la

distance comprise entre le soleil et la terre (§ 148), nous avons dit que la parallaxe du soleil n'avait pu être obtenue avec quelque précision qu'au moyen d'observations faites au moment des passages de Vénus sur le soleil. Nous sommes en mesure maintenant de faire comprendre le principe de la méthode que l'on a suivie pour cela.

Les lois du mouvement des planètes autour du soleil, telles que les a données Képler, ont été établies sans que l'on ait eu besoin de connaître la distance du soleil à la terre. Les rapports qui existent entre les distances des planètes au soleil, et la distance du soleil à la terre, ont dû seuls entrer en considération dans l'établissement de ces lois ; ces rapports sont complétement déterminés par les circonstances que présente le mouvement des planètes sur la sphère céleste, ainsi que nous l'avons vu (§ 259). On peut dire que l'on connaissait la figure de l'ensemble du système planétaire, sans en connaître les dimensions absolues ; en attribuant arbitrairement telle grandeur que l'on aurait voulu à l'une des dimensions du système, c'est-à-dire à la distance d'une quelconque des planètes au soleil, on aurait pu en conclure la grandeur de toutes les autres dimensions. On se trouvait dans le même cas que si l'on connaissait tous les angles d'un réseau de triangles, sans connaître aucun des côtés qui en font partie ; dès que, à la connaissance des angles, on parviendrait à joindre celle de la longueur d'un des côtés, toutes les dimensions du réseau seraient entièrement déterminées par là (§ 104). La recherche de la parallaxe du soleil, qui devait faire connaître la distance du soleil à la terre, n'était donc autre chose que la mesure d'une base destinée à compléter les notions que l'on avait déjà acquises relativement aux dimensions du système planétaire.

Au moment du passage de la planète Vénus devant le soleil, sur le disque duquel elle se projette comme un petit cercle noir, on peut connaître exactement le rapport des distances de Vénus et de la terre au soleil, d'après la position que chacune de ces deux planètes occupe sur son orbite elliptique. Supposons que ce rapport soit égal à 0,73 (il ne diffère jamais beaucoup de 0,72, qui est le rapport des demi-grands axes des deux orbites). Admettons, pour simplifier, que deux observateurs soient placés précisément aux deux extrémités A, B, *fig.* 337. d'un diamètre de la terre dirigé perpendiculairement au plan de l'écliptique ; réduisons par la pensée la planète Vénus à un seul point V, qui sera son centre de figure ; et remplaçons la surface arrondie de la partie antérieure du soleil par un simple disque plat se présentant de face du côté de la terre. Les

deux observateurs ne verront pas Vénus se projeter au même point du disque du soleil : pendant que le premier verra la planète en *a*, le second la verra en *b*. Or, les deux triangles ABV, *ab*V sont sem-

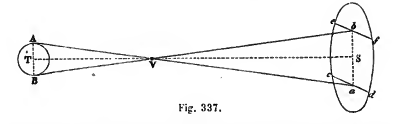


Fig. 337.

blables ; le rapport de *ab* à AB est donc le même que celui de *a*V à AV, et par conséquent aussi le même que celui de VS à VT. Mais VS est les 0,73 de TS ; VT est donc les 0,27 de TS ; en sorte que le rapport de VS à VT est égal à $\frac{73}{27}$, ou bien à 2,7. Le rapport de *ab* à AB est donc aussi égal à 2,7. Si, de la terre, on parvient à mesurer l'angle sous lequel on voit la distance *ab*, il suffira de diviser cet angle par 2,7 pour avoir la grandeur apparente de la ligne AB vue à la distance du soleil à la terre, c'est-à-dire précisément le diamètre apparent de la terre vue du soleil ; la moitié du résultat ainsi obtenu sera la parallaxe horizontale du soleil. Voyons donc comment on parviendra à mesurer l'angle sous-tendu par la distance *ab*.

L'observateur placé en A voit Vénus parcourir une corde *cd* du disque du soleil ; l'observateur placé en B voit de même la planète parcourir nne autre corde *ef* de ce disque. Ces deux cordes peuvent être regardées comme dirigées parallèlement au plan de l'écliptique ; et, par conséquent, la ligne *ab*, qui est perpendiculaire à ce plan, mesure la distance qui les sépare. Si l'on trouve la position exacte que chacune des deux cordes occupe sur le disque du soleil, on en conclura sans peine la distance comprise entre elles. Or, on sait quelle est la vitesse relative de Vénus par rapport au soleil, au moment de l'observation, d'après les tables qui représentent les mouvements apparents des deux astres ; on peut d'ailleurs mesurer, de chacun des deux points A et B, le temps que la planète emploie à traverser le disque du soleil : on en déduit immédiatement les grandeurs des cordes qu'elle a décrites sur le disque, pour chacun des deux observateurs. En comparant ensuite les grandeurs apparentes ainsi obtenues pour ces deux cordes, avec le diamètre apparent du soleil correspondant au moment de l'observation, on trouvera la position de chacune d'elles par rapport au centre du disque,

et par suite la distance qui les sépare. On pourra, par exemple, tracer un cercle dont le diamètre soit en rapport avec le diamètre apparent du soleil, d'après une échelle choisie à volonté ; on inscrira dans ce cercle deux cordes parallèles dont les longueurs correspondent, d'après la même échelle, aux valeurs trouvées par les deux observateurs pour les cordes *cd*, *ef* : en mesurant alors la distance des deux cordes parallèles ainsi obtenues dans ce cercle, et se reportant à l'échelle que l'on a adoptée pour cette construction, on trouvera le nombre de secondes dont se compose la grandeur apparente de la distance des deux cordes *cd*, *ef*, vues de la terre. On comprend qu'une méthode de calcul peut être substituée à la construction graphique que nous venons d'indiquer, et qu'elle conduira à des résultats plus précis.

Les deux cordes *cd*, *ef*, sont loin d'avoir entre elles une distance aussi grande, par rapport au diamètre du soleil, que la figure 337 l'indique. Nous savons que la parallaxe du soleil a été trouvée de 8",6 ; le diamètre apparent de la terre, vue du soleil, est donc de 17",2 ; et par conséquent la grandeur apparente de la distance des cordes *cd*, *ef*, vue de la terre, n'est guère que les $\frac{3}{4}$ d'une minute, ou environ $\frac{1}{42}$ du diamètre du soleil. On comprend alors que la position de ces deux cordes, qui sont généralement toutes deux d'un même côté du centre du disque du soleil, mais qui se trouvent tantôt près, tantôt loin de ce centre, doit avoir une grande influence sur l'exactitude des résultats que l'on déduit de l'observation. Lorsqu'une corde, inscrite dans un cercle, se trouve très rapprochée du centre de ce cercle, elle est presque dirigée à angle droit sur les parties de la ciconférence auxquelles elle aboutit ; il en résulte que le plus léger changement dans la longueur de la corde augmente ou diminue d'une manière notable la distance qui la sépare du centre du cercle. Lorsqu'au contraire la corde est à une distance du centre presque égale au rayon, elle fait des angles très aigus avec les parties de la circonférence où elle se termine, et un petit changement dans sa longueur ne fait varier sa distance au centre du cercle que d'une quantité insignifiante. On voit donc que si, lors de l'observation d'un passage de Vénus, la planète traverse le disque du soleil en passant près de son centre, les erreurs que l'on commet dans l'évaluation des longueurs des cordes *cd*, *ef*, et qu'il est impossible d'éviter complétement, peuvent altérer la distance de ces deux cordes d'une quantité très notable ; tandis que, si Vénus traverse le disque du soleil en restant toujours à une assez grande distance de son centre, les mêmes erreurs n'auront qu'une influence extrêmement faible sur la distance des deux cordes que la planète

aura semblé décrire, suivant qu'elle était vue du point A ou du point B. Les passages de Vénus sur le disque du soleil ne sont donc pas tous également bons à observer, pour arriver à la détermination de la parallaxe du soleil : la valeur de cette parallaxe sera obtenue avec une exactitude d'autant plus grande, que Vénus, en traversant le disque du soleil, se sera moins approchée de son centre.

Pour simplifier l'explication que nous venons de donner, nous avons supposé que les deux observateurs se trouvaient placés aux deux extrémités d'un diamètre de la terre dirigé perpendiculairement au plan de l'écliptique. On comprend que cela n'est pas indispensable. Si les deux lieux d'observation étaient tellement choisis, que la corde du globe terrestre dont ils forment les extrémités fût perpendiculaire au plan de l'écliptique, les résultats des observations faites dans ces deux lieux conduiraient tout aussi facilement à la détermination de la parallaxe du soleil. Au lieu de déduire des observations la grandeur apparente du diamètre de la terre vue du soleil, on en déduirait la grandeur apparente de la corde dont il s'agit, vue également du soleil ; la connaissance du rapport qui existe entre le rayon de la terre et la longueur de cette corde permettrait alors de trouver immédiatement la grandeur apparente du rayon de la terre vue du soleil, c'est-à-dire ce que nous appelons la parallaxe de cet astre. Nous pouvons même ajouter qu'il n'est pas nécessaire que les deux lieux d'observation soient les extrémités d'une corde du globe terrestre dirigée perpendiculairement au plan de l'écliptique ; ces lieux peuvent être pris d'une manière tout à fait arbitraire sur la surface de la terre, et la comparaison des durées qu'on y aura trouvées pour le passage de Vénus sur le disque du soleil permettra encore de déterminer la parallaxe de ce dernier astre. La seule condition à laquelle le choix de ces lieux d'observation doit satisfaire, c'est que leur position soit telle, que les cordes suivant lesquelles on y verra Vénus traverser le disque du soleil ne soient pas trop rapprochées l'une de l'autre. On peut d'ailleurs faire l'observation du passage de la planète dans plus de deux lieux ; la combinaison des divers résultats permettra d'obtenir la parallaxe du soleil avec une plus grande exactitude.

Nous avons encore supposé que la planète Vénus se réduisait à un seul point, et nous savons qu'il n'en est pas ainsi ; lors de ses passages sur le disque du soleil, elle se montre sous forme d'un cercle noir dont le diamètre apparent est d'environ une minute. Mais il est facile de voir que les raisonnements qui ont été faits, en réduisant la planète à un point, peuvent s'appliquer en toute rigueur à son centre, à la condition de diminuer le rayon apparent du disque

du soleil d'une quantité égale au rayon apparent de Vénus. On obtient ainsi, pour le soleil, un disque idéal, plus petit que le disque réel, et concentrique avec lui ; le centre de Vénus se trouve sur le contour de ce disque idéal, à l'instant même où le contour de la planète est tangent intérieurement à la circonférence du disque réel du soleil. L'observation des instants précis auxquels commence et finit le passage du centre de Vénus sur le disque idéal dont il s'agit peut donc se faire avec une grande précision : et par conséquent on pourra en déduire la parallaxe du soleil, conformément à ce que nous avons dit précédemment.

L'idée de faire servir l'observation des passages de Vénus à la détermination de la parallaxe du soleil, est de Halley. Depuis l'époque à laquelle il appela l'attention des astronomes sur ce genre d'observation (en 1677), le phénomène du passage de Vénus ne s'est produit que deux fois, en 1761 et en 1769. A ces deux époques, plusieurs astronomes se disséminèrent sur la surface de la terre, et se rendirent dans les divers lieux d'où ils jugèrent qu'il était le plus convenable d'observer le passage de Vénus, pour arriver à une détermination précise de la parallaxe du soleil. Les observations faites en 1761 ne conduisirent qu'à des résultats peu satisfaisants ; mais celles de 1769, au contraire, permirent d'atteindre une grande exactitude dans l'évaluation de la parallaxe du soleil. Pour que l'on puisse se faire une idée du degré de précision avec lequel cette parallaxe a été déduite des observations de 1769, il suffit de dire que la différence des durées du passage obtenues à Otahiti, dans la mer du Sud, et à Cajanebourg, dans la Laponie suédoise, s'est élevée à plus d'un quart d'heure ; et que cette différence de durées, que l'on a pu connaître à quelques secondes près, est le principal élément de la détermination de la distance des deux cordes *cd*, *ef*, *fig*. 337, d'où la parallaxe du soleil peut ensuite se déduire par des moyens susceptibles d'une grande exactitude. C'est ainsi que l'on a fixé à 8″,6 la valeur de la parallaxe horizontale du soleil, pour le cas où cet astre se trouve à sa moyenne distance de la terre (§ 148).

On ne saurait trop admirer la méthode ingénieuse dont nous venons d'essayer de faire comprendre le principe. Il s'agit, en définitive, d'arriver à la détermination d'un angle de 8″,6. Mais les moyens ordinaires, pour la mesure des angles, ne sont pas suffisants pour y parvenir ; ces moyens, qui réussissent bien quand il s'agit de trouver la parallaxe de la lune (§ 201) dont la valeur est d'environ 1°, donneraient à peine une approximation des plus grossières de la valeur de la parallaxe du soleil : la valeur qu'ils fourniraient pourrait très bien n'être que la moitié de la vraie valeur de cette

parallaxe. La méthode imaginée par Halley consiste à remplacer la mesure directe de la parallaxe du soleil, par celle d'un phénomène qui dépende entièrement de cette parallaxe, et dont l'amplitude soit beaucoup plus facile à mesurer ; elle substitue l'évaluation d'une durée qui surpasse un quart d'heure à la mesure d'un angle de quelques secondes. On peut comparer cette méthode à celle que l'on suit pour mesurer la longueur d'une ligne excessivement petite, et qui consiste à agrandir considérablement cette longueur par l'emploi d'un microscope d'un fort grossissement, à la comparer ainsi agrandie à une règle divisée en millimètres, et à diviser ensuite le nombre de millimètres auquel elle correspond par le nombre qui représente le grossissement du microscope.

Les passages de Mercure sur le soleil pourraient être également employés à la détermination de la parallaxe du soleil ; mais, cette planète se trouvant beaucoup plus rapprochée du soleil que Vénus, il en résulte que l'observation de ses passages est beaucoup moins influencée par la différence de position des observateurs sur le globe terrestre. Les cordes suivant lesquelles divers observateurs voient Mercure traverser le disque du soleil sont trop rapprochées les unes des autres, pour que la détermination de la distance qui les sépare permette de trouver la valeur de la parallaxe du soleil, avec une exactitude convenable. Aussi, les passages de Mercure, qui se reproduisent plus fréquemment que ceux de Vénus, ne sont-ils jamais employés pour effectuer de nouvelles déterminations de cette parallaxe. On est obligé d'attendre jusqu'en 1874 et en 1882, époques auxquelles on pourra observer deux nouveaux passages de Vénus, pour contrôler le résultat des observations de 1769 ; à partir de là, il s'écoulera plus d'un siècle avant que ce phénomène se reproduise.

COMÈTES.

§ 281. **Aspect des comètes.** — Les comètes sont des astres qui, comme les planètes, se meuvent à travers les constellations, et occupent ainsi successivement des positions très différentes sur la sphère céleste. Mais elles présentent ordinairement un aspect tout autre que celui des planètes ; et quoique la différence d'aspect ne soit pas le caractère essentiel qui distingue les comètes des planètes, elle suffit généralement pour indiquer si tel astre errant que l'on observe appartient à l'une ou à l'autre de ces deux classes.

Une comète consiste habituellement en un point plus ou moins brillant, environné d'une nébulosité qui s'étend, sous forme de traînée lumineuse, dans une direction particulière. La *fig.* 338

peut en donner une idée assez exacte. Le point brillant se nomme le *noyau* de la comète; la traînée lumineuse qui accompagne ce noyau se nomme la *queue;* et la partie de la nébulosité qui environne immédiatement le noyau, abstraction faite de la queue, se nomme la *chevelure*. On donne le nom de *tête* de la comète à l'ensemble du noyau et de la chevelure. Le mot *comète*, qui signifie *astre chevelu*, tire son origine des circonstances que nous venons de signaler dans l'aspect des astres auxquels on l'a appliqué.



Fig. 338.

Les comètes ne se présentent pas toutes sous la forme que nous venons d'indiquer. On en voit qui sont accompagnées de plusieurs queues. Il y en a d'autres qui ont un noyau et une chevelure, sans queue. Il y en a même qui manquent complétement de chevelure; en sorte qu'elles présentent le même aspect que les planètes, avec lesquelles on peut les confondre. C'est ce qui fait que la planète Uranus, découverte par Herschel en 1781, a été prise pendant quelque temps pour une comète. On voit enfin des comètes formées uniquement d'une nébulosité, sans aucune apparence de noyau.

La queue d'une comète s'étend quelquefois jusqu'à une grande distance du noyau. Au mois de mars 1843, on a vu une comète dont la queue avait une étendue angulaire de 40°. A d'autres époques, on a observé des comètes dont les queues avaient, en apparence au moins, une longueur plus grande encore que celle de 1843: on peut citer notamment la comète de 1680, dont la queue avait une étendue de 90°; celle de 1769, dont la queue occupait un arc de 97°, et celle de 1618, dont la queue s'étendait jusqu'à 104°. La fameuse comète de 1811, à laquelle on a attribué une si grande influence sur la qualité des vins, avait une queue de 23° de longueur. En 1744, on vit une comète à six queues; chacune de ces queues avait une longueur de 30° à 40°, et l'ensemble des six queues occupait en largeur un espace d'environ 44°. Mais les divers exemples que nous venons de citer ne sont que des exceptions; le plus souvent les comètes ont des dimensions beaucoup plus faibles.

Les queues des comètes paraissent ordinairement droites; ou du

moins, par un effet de perspective, elles semblent dirigées suivant des arcs de grands cercles de la sphère céleste. On en cite cependant qui se sont présentées avec une apparence différente. Ainsi, en 1689, on vit une comète dont la queue, au dire des historiens, était courbe comme un sabre turc ; cette queue avait une étendue totale de 68°.

§ 282. **Lois du mouvement des comètes.** — Une comète ne peut être observée dans le ciel que pendant un temps limité. On l'aperçoit d'abord dans une région du ciel où l'on n'avait rien vu les jours précédents. Le lendemain, le surlendemain, on peut la voir de nouveau ; mais elle a notablement changé de place parmi les constellations. On peut la suivre ainsi dans le ciel pendant un certain nombre de jours, souvent pendant plusieurs mois ; puis on cesse de l'apercevoir. Souvent on perd la comète de vue, parce qu'elle se rapproche du soleil, et que la vive lumière de cet astre la masque complétement ; mais bientôt on l'observe de nouveau, de l'autre côté du soleil, et ce n'est que quelque temps après qu'elle disparaît définitivement.

Les comètes, dont l'apparition subite a été la cause de tant de frayeurs dans les siècles d'ignorance, ont été regardées d'abord comme étant des météores produits dans l'atmosphère de la terre. Tycho-Brahé a reconnu que c'étaient véritablement des astres. Képler croyait qu'elles se mouvaient en ligne droite dans l'espace. Hévélius, tout en regardant les comètes comme prenant naissance dans l'atmosphère, dit qu'après qu'elles en sont sorties elles décrivent des paraboles, dont la concavité est tournée vers le soleil.

Newton est le premier qui ait fait connaître les véritables lois du mouvement des comètes. Il dit qu'elles décrivent des ellipses très allongées, dont le soleil occupe un des foyers ; et que, comme elles ne sont visibles que lorsqu'elles se trouvent dans la portion de leurs orbites qui avoisine le soleil, elles semblent se mouvoir suivant des paraboles dont le foyer est au centre de cet astre.

Pour que l'on puisse se rendre compte d'une manière convenable de ce que nous avons à dire du mouvement des comètes, il est nécessaire de se faire une idée un peu nette de la courbe que l'on nomme *parabole*. Nous avons donné précédemment (§ 101) la définition de l'ellipse; en nous reportant à cette définition, nous pourrons en déduire sans peine celle de la parabole. Si l'on décrit une ellipse en prenant pour foyers les deux points F,F', *fig.* 339, et donnant au fil, dont les extrémités sont fixées à ces deux foyers, une longueur telle que le grand axe de l'ellipse soit AA', la courbe que l'on obtient ne diffère pas beaucoup d'une circonférence de

cercle ; elle présente, dans le sens perpendiculaire à l'axe AA′, un aplatissement assez faible. Si l'on décrit une seconde ellipse, en prenant pour foyers les deux points F,F″, et déterminant la longueur du fil de manière que le point A soit encore un des sommets de cette ellipse, on aura une courbe qui enveloppera la précédente, mais

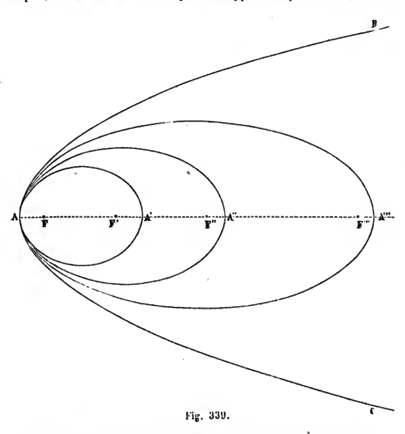


Fig. 339.

dont l'aplatissement sera plus prononcé. Une troisième ellipse, décrite des points F,F‴, comme foyers, et ayant également le point A pour sommet, enveloppera chacune des deux précédentes, et sera encore plus fortement aplatie que chacune d'elles, eu égard à la grandeur de son axe AA‴. En continuant ainsi à décrire des ellipses de plus en plus grandes, ayant toutes le point F pour un de leurs foyers, et le point A pour sommet, on verra que ces lignes courbes s'écartent de plus en plus de leur axe commun AFF′F″, à

partir du point A, et de part et d'autre de ce point; mais en s'écartant ainsi, elles tendent de plus en plus à se rapprocher d'une certaine courbe limite qu'elles ne peuvent pas dépasser : cette courbe limite BAC est ce qu'on nomme une parabole. On pourra s'en faire une idée assez nette, en décrivant une des ellipses dont nous venons de parler, et plaçant le second foyer de cette ellipse à une grande distance du premier foyer F, sur la ligne AFF'F'' : l'ellipse ainsi obtenue différera très peu de la parabole, jusqu'à une certaine distance, de part et d'autre du sommet A, distance qui sera d'autant plus grande que le second foyer de l'ellipse aura été pris plus loin du premier. Il est aisé de comprendre d'après cela que la parabole se compose de deux parties AB, AC exactement pareilles l'une à l'autre, et s'étendant indéfiniment de part et d'autre de l'axe AFF'F'', dont elles s'éloignent de plus en plus. Le point A se nomme le sommet de la parabole, et le point F est son foyer.

On conçoit facilement, d'après la définition qui vient d'être donnée pour la parabole, que si un astre décrit une ellipse très allongée, ayant un de ses foyers au centre du soleil, et s'il n'est visible que lorsqu'il se trouve dans la partie de son orbite qui avoisine ce foyer, les diverses positions dans lesquelles on l'apercevra successivement seront à très peu près les mêmes que s'il décrivait une parabole ayant son foyer au centre du soleil. Telle est l'idée qui a été émise par Newton, relativement à la nature des orbites des comètes. Il ne faisait ainsi qu'étendre au mouvement des comètes la première des lois que Képler avait trouvées pour les planètes (§ 261). Il considéra également les deux autres lois comme leur étant applicables. Toutes les observations ultérieures ont pleinement confirmé ses idées.

Lorsqu'une nouvelle comète apparaît dans le ciel, les astronomes profitent de tous les instants auxquels elle peut être facilement observée, pour fixer sa position sur la sphère céleste; ils déterminent l'ascension droite et la déclinaison de son noyau, autant de fois qu'ils le peuvent, en le comparant à une étoile voisine, à l'aide de l'équatorial (§ 89). Aussitôt qu'ils ont fait ainsi un nombre suffisant d'observations (et il en faut pour cela, au moins trois, se rapportant à des instants qui ne soient pas trop rapprochés), ils en déduisent les valeurs des éléments du mouvement parabolique de la comète. Ces éléments sont : 1° l'inclinaison du plan de l'orbite de la comète sur l'écliptique; 2° la longitude de son nœud ascendant, c'est-à-dire l'angle que l'intersection de ce plan avec le plan de l'écliptique fait avec une parallèle à la ligne des équinoxes menée par le centre du soleil : 3° la longitude du périhélie, c'est-à-dire l'angle que le plan mené perpendiculairement au plan de l'écliptique, par l'axe de l'or-

bite parabolique de la comète, fait avec la même parallèle à la ligne des équinoxes; 4° la distance périhélie, c'est-à-dire la distance du sommet de la parabole au centre du soleil, évaluée en prenant la distance moyenne du soleil à la terre pour unité; 5° enfin, l'époque précise du passage de la comète par son périhélie. Les calculs qui fournissent ces divers résultats font connaître en outre le sens du mouvement de la comète autour du soleil, sens qui est tantôt direct, tantôt rétrograde.

Les éléments du mouvement parabolique d'une comète, rectifiés de manière à satisfaire autant que possible aux diverses observations qui ont été faites pendant toute la durée de son apparition, sont inscrits dans un recueil nommé *Catalogue des comètes*. Ce Catalogue contient actuellement les éléments d'environ six cents comètes. Chaque année le nombre en est augmenté en moyenne de trois ou quatre; l'année 1846, à elle seule, en a fourni huit. Parmi ces comètes que les astronomes observent, et dont ils enregistrent les éléments, il n'y en a qu'un assez petit nombre qui soient visibles à l'œil nu; les autres ne peuvent être aperçues qu'à l'aide des lunettes ou des télescopes dont les observatoires sont munis. Grâce au progrès des sciences, la frayeur qu'inspirait l'apparition des comètes visibles pour tout le monde a complétement disparu; ces astres n'inspirent plus maintenant qu'un sentiment de curiosité.

§ 283. **Comètes périodiques.** — Si une comète décrit en réalité une ellipse dont un des foyers est au centre du soleil, on doit la revoir périodiquement chaque fois que, dans ses révolutions successives, elle vient passer dans le voisinage de ce foyer. Il existe un certain nombre de comètes que l'on a ainsi observées plusieurs fois, à des époques différentes; on leur donne le nom de *comètes périodiques*.

L'aspect particulier que présente une comète ne peut pas servir à faire voir si cette comète est la même qu'une de celles que l'on a observées antérieurement. Cet aspect est tellement variable, que souvent, à quelques jours d'intervalle, une comète est toute différente de ce qu'elle était d'abord. Il est donc de toute impossibilité de baser la moindre induction sur ce que deux comètes, observées à deux époques distinctes, ont ou n'ont pas de ressemblance l'une avec l'autre.

Ce n'est que par la forme et la position de l'orbite que décrit une comète, que l'on peut voir si elle est identique avec une de celles qui ont déjà été observées. Pour cela, on compare les éléments de son mouvement parabolique à ceux que renferme le *Catalogue des comètes*. Si l'on trouve, dans ce Catalogue, une comète dont les

éléments soient à peu près les mêmes que ceux de la comète dont on s'occupe, on est fondé à regarder comme probable que ces deux comètes ne forment qu'un seul et même astre observé à deux époques différentes. L'intervalle de temps compris entre les passages de cet astre à son périhélie, à ces deux époques, donne une idée de la durée de sa révolution sur l'ellipse allongée qu'il décrit autour du soleil; elle est égale à cet intervalle de temps, ou bien elle n'en est que la moitié, le tiers, le quart, . .. suivant que la comète aura fait une seule révolution, ou bien deux, trois, quatre, ... révolutions autour du soleil, entre les deux époques dont il s'agit. En se guidant sur cette première donnée, on cherche dans le Catalogue s'il n'y a pas quelque autre comète qui puisse être également regardée comme identique avec chacune des deux premières; et si l'on en trouve une ou plusieurs qui satisfassent à cette condition, on peut fixer d'une manière à peu près certaine la durée de la révolution de la comète unique que l'on suppose avoir été ainsi observée à plusieurs époques différentes. Dès lors, on est en mesure de prédire au bout de combien de temps la comète paraîtra de nouveau dans le voisinage du soleil, et si cette prédiction se réalise, on en conclut que la comète est bien périodique comme on l'avait supposé. Nous allons trouver un bel exemple de ce genre de recherches dans la comète de Halley, la première dont on ait reconnu la périodicité.

La marche qui vient d'être indiquée, pour arriver à reconnaître si une nouvelle comète que l'on observe peut être classée parmi les comètes périodiques, n'est pas la seule que l'on puisse suivre et que l'on ait réellement suivie. Il en existe une autre, qui ne peut pas être appliquée à toutes les comètes, mais qui ne suppose pas la connaissance des observations antérieures, dont les résultats sont consignés dans le *Catalogue des comètes*. Voici en quoi elle consiste. Si la comète peut être observée pendant qu'elle parcourt une portion notable de son orbite elliptique, son mouvement doit présenter des différences sensibles avec ce qu'il serait, si elle parcourait réellement une orbite parabolique. Dans ce cas, si l'on a déterminé les éléments de son mouvement, supposé parabolique, en se servant des premières observations que l'on a pu faire, on trouve que ces éléments ne conviennent pas aux observations que l'on a faites plus tard; et si l'on voulait les modifier de manière à satisfaire aux dernières observations, les premières ne seraient plus convenablement représentées par la nouvelle orbite parabolique que l'on obtiendrait. L'impossibilité de satisfaire à la fois à toutes les observations par un mouvement parabolique de la comète, indique que son orbite diffère notablement d'une parabole dans la partie

où on l'a observée successivement. Alors on recommence les calculs, pour déterminer les éléments de son mouvement, en admettant que son orbite est une ellipse; et l'on parvient à déterminer pour cette orbite une forme et une position telles, que toutes les observations que l'on a pu faire sont convenablement représentées. La valeur que l'on obtient ainsi, pour le grand axe de l'orbite elliptique de la comète, exprimé au moyen de la distance de la terre au soleil prise pour unité, permet de trouver immédiatement la durée de la révolution de la comète, à l'aide de la troisième loi de Képler; et l'on est en mesure dès lors d'indiquer à l'avance l'époque à laquelle la comète doit revenir à son périhélie, après avoir fait une révolution entière autour du soleil. Si la comète revient en effet dans le voisinage du soleil, à l'époque fixée de cette manière, on pourra la classer d'une manière certaine parmi les comètes périodiques.

§ 284. Jusqu'à présent il n'y a que quatre comètes dont la périodicité ait été bien constatée. Nous allons les faire connaître successivement, dans l'ordre de leur découverte.

Halley, ayant calculé les éléments du mouvement parabolique d'une comète observée en 1682 par Lahire, Picard, Hévélius et Flamsteed, trouva les résultats suivants :

Inclinaison.	Longitude du nœud.	Longitude du périhélie.	Distance périhélie.	Sens du mouvement.
17° 42′	50° 48′	301° 36′	0, 58	rétrograde.

En appliquant les mêmes calculs à une comète observée en 1607, par Képler et Longomontanus, il trouva :

Inclinaison.	Longitude du nœud.	Longitude du périhélie.	Distance périhélie.	Sens du mouvement.
17° 2′	50° 21′	302° 16′	0, 58	rétrograde.

L'identité presque complète des éléments de ces deux comètes fit penser à Halley que c'était le même astre que l'on avait observé en 1682 et en 1607, et que la durée de sa révolution autour du soleil était d'environ 75 ans. En se reportant aux observations antérieures à l'année 1607, il trouva qu'une comète avait été observée par Apian en 1531, c'est-à-dire 76 ans avant 1607; et en calculant les éléments de cette comète, il arriva aux nombres suivants :

Inclinaison.	Longitude du nœud.	Longitude du périhélie.	Distance périhélie.	Sens du mouvement.
17° 56′	49° 25′	301° 39′	0, 57	rétrograde.

Ces nouveaux éléments, comparés à ceux qui se rapportaient aux comètes de 1607 et de 1682, ne laissèrent plus aucun doute dans

l'esprit de Halley ; il regarda les comètes de 1531, de 1607, et de 1682, comme étant certainement une seule et même comète, qui se mouvait autour du soleil dans une orbite elliptique très allongée, et qui employait de 75 à 76 ans à faire tout le tour de cette orbite. D'après cela il put prédire que cette comète reparaîtrait vers l'année 1758. Mais, dans son mouvement le long de son orbite immense, la comète devait être un peu dérangée de sa route par les actions attractives des planètes principales (nous verrons bientôt en quoi consistent ces actions), et il pouvait en résulter un changement important dans l'époque à laquelle la comète reviendrait passer de nouveau à son périhélie. Clairaut entreprit de calculer l'influence que pouvait avoir cette action des planètes, afin d'arriver à préciser davantage l'époque du prochain retour de la comète à son périhélie. Il trouva par là que ce retour serait retardé de 518 jours par l'action de Jupiter, et de 100 jours par l'action de Saturne, et qu'en conséquence il aurait lieu vers le milieu d'avril 1759 ; il prévenait en même temps que l'erreur commise dans l'évaluation de cette date, en raison de ce que les calculs n'avaient été faits qu'approximativement, pouvait s'élever en plus ou en moins à 30 jours. En 1759, en effet, on revit la comète annoncée par Halley, et elle passa au périhélie le 12 mars; ses éléments paraboliques, déduits des observations faites à cette époque, sont les suivants :

Inclinaison.	Longitude du nœud.	Longitude du périhélie.	Distance périhélie.	Sens du mouvement.
17° 38′	53° 48′	303° 10′	0, 58	rétrograde.

La comète de Halley a été observée de nouveau en 1835. Son retour au périhélie avait été annoncé pour le 13 novembre; il eut lieu le 16. La comète de Halley est donc bien une comète périodique, dont le mouvement est parfaitement connu, et dont le retour peut être prédit avec une grande exactitude. En comparant la durée de sa révolution à celle de la terre autour du soleil, on trouve, au moyen de la troisième loi de Képler, que le grand axe de son orbite elliptique est égal à 35,9. La différence entre ce grand axe et la distance périhélie de la comète est donc égale à 35,3 ; c'est la valeur de la plus grande distance qui puisse exister entre la comète et le soleil. La *fig.* 340 représente l'orbite de cette comète; on voit qu'elle s'étend à peine au delà de l'orbite de Neptune. La ligne *nn'* est l'intersection du plan de cette orbite avec le plan de l'écliptique; la partie *nan'* est située d'un côté de ce dernier plan, et la partie *nbn'* se trouve de l'autre côté; l'inclinaison des deux plans est d'environ 17° ½, ainsi que cela résulte de ce qui précède.

Une comète ayant été découverte à Marseille le 26 novembre

1818, par M. Pons, on remarqua bientôt que ses éléments paraboliques ressemblaient beaucoup à ceux d'une comète observée en 1805. On en conclut que c'était la comète de 1805 qu'on venait de revoir, et que dans l'intervalle elle avait accompli une ou plusieurs révolutions autour du soleil. En effet, M. Encke, de Berlin, ne tarda pas à établir que cette comète ne mettait que 1200 jours environ, ou 3ans,3, à faire un tour entier autour du soleil; elle avait parcouru quatre fois son orbite elliptique depuis 1805 jusqu'à 1818. Cette comète, que l'on a déjà observée bien des fois depuis que sa périodicité a été reconnue par M. Encke, et que l'on désigne ordinairement sous le nom de *comète à courte période*, est venue renverser l'idée que les astronomes s'étaient faite sur la longueur du grand axe des orbites elliptiques des comètes. Sa distance au soleil, lorsqu'elle est le plus éloignée de cet astre central, dépasse à peine quatre fois la distance de la terre au soleil, et par conséquent elle reste toujours comprise à l'intérieur de l'orbite de Jupiter. Lorsqu'elle est à son périhélie, sa distance au soleil est à peu près égale au tiers de la distance de la terre au soleil.

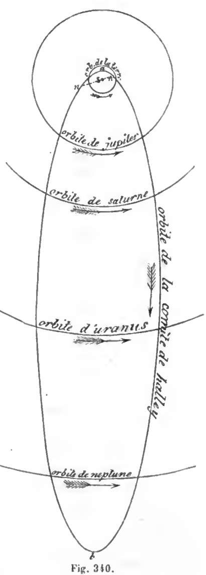


Fig. 340.

Le 27 février 1826, M. Biela aperçut, à Johannisberg, une nouvelle comète, que M. Gambart observa de son côté, dix jours plus tard, à Marseille. Ce dernier astronome, après avoir déterminé les éléments paraboliques de la comète, reconnut qu'ils étaient à très peu près les mêmes que ceux de deux comètes observées, l'une en 1805, l'autre en 1772; il en conclut qu'il y avait identité entre les trois astres, et que la comète nouvellement découverte était périodique. Bientôt MM. Clausen et Gambart trouvèrent presque en même temps que cette comète parcourt son orbite elliptique dans l'espace d'environ 6 ans $\frac{3}{4}$. Dès lors son retour put être prédit. La comète revint en effet à l'époque indiquée, et depuis on l'a observée à plusieurs reprises différentes, lors de ses divers passages dans le voisinage du soleil. La plus petite distance de cette comète au soleil est égale à 0,86, et sa plus grande distance à cet astre est égale à 6,20, la distance du soleil à la terre étant prise pour unité; son orbite s'étend donc un peu au delà de l'orbite de Jupiter.

La quatrième comète périodique a été observée pour la première fois par M. Faye, à Paris, le 22 novembre 1843. Peu de temps après, le Dr Goldschmidt, élève de M. Gauss, en s'appuyant sur des observations faites à Paris et à Altona, reconnut que la comète décrit une ellipse dont l'excentricité est assez faible relativement à celles des comètes périodiques déjà connues. Quoique l'on n'ait trouvé dans le *Catalogue des comètes* aucun astre dont les éléments aient quelque ressemblance avec ceux de cette nouvelle comète, on ne se hasarda pas moins à prédire son retour pour le commencement de 1851, en se fondant uniquement sur la connaissance des éléments du mouvement elliptique que l'on avait obtenu. La prédiction s'accomplit avec une très grande précision: la comète revint passer à son périhélie, à l'heure même que le calcul avait assignée à ce passage. La durée de la révolution de cette comète est de près de 7 ans et demi. Sa plus petite distance au soleil est égale à 1,7, et sa plus grande distance au même astre est égale à 5,9, la distance moyenne du soleil à la terre étant prise pour unité.

Dans ces derniers temps, on a trouvé plusieurs autres comètes pour lesquelles il s'est présenté les mêmes circonstances que pour celle dont nous venons de parler : on a pu déterminer les dimensions de leurs orbites elliptiques au moyen des observations faites pendant la durée de leur apparition dans le voisinage du soleil. Mais ces comètes ne devront être classées définitivement parmi les comètes périodiques, que lorsqu'on les aura vues revenir au moins une fois à leur périhélie, après avoir fait une révolution complète autour du soleil.

La *fig.* 341, construite à la même échelle que celle qui représente le système de Copernic (*fig.* 320, page 471), peut donner une idée des grandeurs et des positions relatives des orbites des quatre

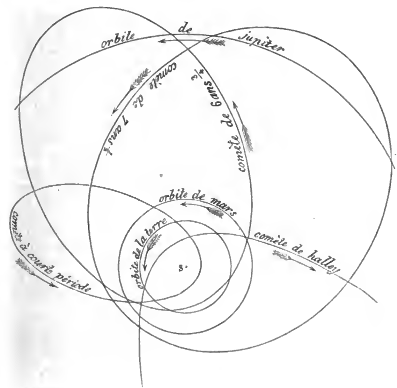


Fig. 341.

comètes périodiques. L'orbite de la comète de Halley n'a pu y être tracée en totalité, à cause de ses grandes dimensions. On voit que les orbites de ces comètes s'entrelacent entre elles et avec les orbites des planètes, de telle sorte qu'il semble qu'il existe dans l'espace un certain nombre de points où se croisent les orbites de deux astres différents. Mais il faut observer que ces orbites ne sont pas toutes dans un même plan ; leurs plans sont diversement inclinés sur l'écliptique, ce qui fait que deux orbites qui semblent se couper passent réellement à une certaine distance l'une de l'autre, distance qui est quelquefois très grande.

§ 285. **Distinction des planètes et des comètes.** — Nous pouvons maintenant indiquer d'une manière précise en quoi consiste la différence entre les planètes et les comètes, à quel caractère on reconnaît si un astre nouvellement découvert doit être rangé dans l'une ou dans l'autre de ces deux espèces d'astres.

Les planètes se meuvent toutes dans le même sens; les plans de leurs orbites sont peu inclinés les uns sur les autres; les excentricités de ces orbites sont très petites, en sorte que les planètes décrivent à peu près des cercles ayant le soleil pour centre commun. Les comètes, au contraire, se meuvent dans des plans qui sont souvent fortement inclinés sur le plan de l'écliptique; les unes se meuvent dans le sens direct, les autres dans le sens rétrograde; la plupart d'entre elles décrivent des orbites tellement allongées, que, pendant qu'elles sont visibles, elles semblent se mouvoir suivant des paraboles, et, pour le petit nombre de celles dont le mouvement elliptique est bien connu, l'excentricité de l'orbite est de beaucoup supérieure à celle des orbites des planètes. La distance d'une comète au soleil éprouve des variations considérables, et il en résulte que la comète ne peut être aperçue que lorsqu'elle se trouve dans la portion de son orbite qui se rapproche le plus du soleil. La distance d'une planète au soleil ne varie, au contraire qu'entre des limites restreintes, et la planète peut être observée dans toutes les parties de son orbite, excepté lorsqu'elle se trouve presque dans la direction du soleil, auquel cas la vive lumière que cet astre répand dans notre atmosphère empêche de l'apercevoir.

Tout astre nouveau que l'on voit se mouvoir dans le sens direct, suivant une ellipse peu excentrique ayant le soleil pour un de ses foyers, est immédiatement classé parmi les planètes. Les astres qui ne satisfont pas à ces deux conditions sont regardés comme des comètes.

Il semble que la distinction ainsi établie, entre les planètes et les comètes, ne soit pas bien nette. Les quatre comètes périodiques, dont nous avons parlé précédemment, diffèrent beaucoup entre elles, sous le rapport de l'excentricité de leurs orbites; l'excentricité de la comète de 7 ans $\frac{1}{2}$ est beaucoup plus petite que celle de la comète de Halley. On comprend qu'il pourrait exister d'autres comètes se mouvant suivant des orbites encore moins excentriques que celle de 7 ans $\frac{1}{2}$; et si leur mouvement était direct, elles se rapprocheraient considérablement de remplir les conditions nécessaires pour être rangées parmi les planètes. Il y aurait alors, parmi les astres qui circulent autour du soleil, pour ainsi dire, un passage insensible de la planète dont l'orbite diffère le moins d'un cercle à la comète dont

orbite a la plus grande excentricité; et, dans la série continue des orbites rangées dans l'ordre de leurs excentricités, on ne saurait où placer le point de séparation des planètes et des comètes. Mais il n'en est pas ainsi. La distinction entre les deux espèces d'astres est parfaitement tranchée. La comète de 7 ans $\frac{1}{2}$, dont l'excentricité fait exception parmi les excentricités des comètes, est loin de pouvoir être considérée comme une planète. Et ce n'est pas par un simple effet du hasard que les astres dont nous nous occupons peuvent être ainsi divisés en deux groupes bien distincts. Tout porte à croire que les planètes et les comètes n'ont pas une même origine; et cette diversité d'origine, sur laquelle nous reviendrons plus loin, explique tout naturellement les différences essentielles que nous venons de signaler entre les mouvements des planètes et des comètes, différences qui servent à distinguer les unes des autres.

§ 286. **Notions sur la nature des comètes.** — Nous avons dit que les comètes présentent généralement l'aspect d'un noyau brillant, environné d'une nébulosité qui s'étend d'un certain côté, jusqu'à une distance plus ou moins grande du noyau. Cette nébulosité, que l'on peut assimiler à une sorte de brouillard analogue à ceux qui se produisent de temps en temps dans notre atmosphère, est bien loin d'être aussi peu transparente que le sont nos brouillards; des étoiles, même très faibles, peuvent être aperçues à travers la queue ou la chevelure d'une comète, quoique les rayons lumineux qui viennent de ces étoiles aient souvent à la traverser dans des parties où elle présente une grande épaisseur. La nébulosité d'une comète doit donc être regardée simplement comme une vapeur extrêmement légère qui accompagne le noyau.

Les changements souvent très rapides qui surviennent dans la forme d'une comète contribuent encore à nous confirmer dans cette idée. Nous citerons comme exemple la comète de Halley, qui fut observée avec beaucoup de soin par M. Herschel fils, au cap de Bonne-Espérance, à la fin de 1835 et au commencement de 1836. Il aperçut la comète, pour la première fois, le 28 octobre 1835. La *fig*. 338 (page 515) représente la comète telle qu'il la vit ce jour même, avec une lunette dont le grossissement était de 70. Le lendemain, 29 octobre, il observa la comète avec un télescope de vingt pieds, et lui trouva l'apparence singulière que montre la *fig*. 342. Un peu plus tard, dans la même soirée, son aspect était notablement différent, *fig*. 343. Au bout de quelques jours, la comète devint invisible à cause de sa proximité du soleil, puis elle put être observée de nouveau le 25 janvier 1836. A cette époque, elle avait la forme que l'on voit sur la *fig*. 344. Les jours suivants, 26, 27

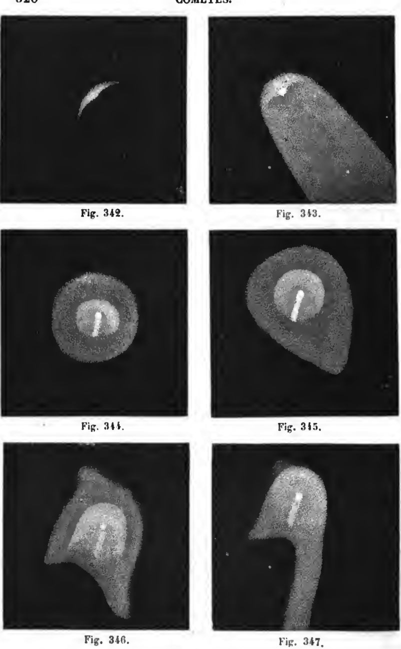


Fig. 342.

Fig. 343.

Fig. 344.

Fig. 345.

Fig. 346.

Fig. 347.

et 28 janvier, son aspect changea progressivement comme l'indiquent les *fig.* 345, 346, 347.

Il arrive quelquefois qu'une comète est très visible, et occupe un grand espace dans le ciel, dès le premier jour de son apparition. Les lois de son mouvement, déterminées ultérieurement d'après l'observation de ses positions successives dans le ciel, font voir que la veille de ce premier jour elle eût été aperçue sans aucun doute, si elle se fût trouvée dans les mêmes conditions de grandeur et d'éclat que le jour où l'on a commencé à l'apercevoir. On ne peut expliquer cette apparition subite d'une grande et belle comète, dans une région du ciel où l'on ne voyait rien la veille, qu'en admettant que la nébulosité de la comète éprouve un changement considérable dans l'intervalle d'un jour. Parmi les comètes qui ont présenté cette circonstance remarquable, on peut citer celle qui fut aperçue le 17 mars 1843, à Paris, et dans beaucoup d'autres lieux. Tout le monde remarqua dans le ciel l'immense traînée lumineuse qui formait la queue de la comète, et dont la longueur sous-tendait un angle de 40 degrés; et cependant, le 16 mars, rien de pareil n'avait été vu dans le ciel. Nous dirons en passant que, de toutes les comètes dont on a étudié le mouvement, il n'y en a aucune qui se soit autant approchée du soleil que celle dont nous parlons; sa distance périhélie a été environ $\frac{1}{200}$ de la distance moyenne du soleil à la terre. On a calculé que la plus courte distance du noyau à la surface du soleil avait été seulement de 32 000 lieues. La longueur de la queue de la comète, lors de son apparition subite, a été trouvée de 60 millions de lieues.

Le plus habituellement, le noyau d'une comète ne ressemble pas à un corps solide, comme une planète, qui serait placé au milieu de la nébulosité. Il semble plutôt être dû à une certaine condensation de la matière qui compose la nébulosité, à une accumulation d'une grande quantité de cette matière dans un espace restreint; et tout autour de cet espace, la condensation paraît diminuer progressivement, de manière à établir un passage insensible du noyau aux parties les plus légères de la chevelure et de la queue. D'après cela, une comète ne serait autre chose qu'un amas de matière vaporeuse, circulant dans l'espace, et éprouvant en même temps des changements de forme plus ou moins prononcés. Nous verrons plus loin que les comètes ont des masses très petites relativement aux masses des planètes; ce fait important donne beaucoup de force à l'idée que nous venons de nous faire de la nature des comètes.

La comète de 6 ans $\frac{3}{4}$ a présenté, en janvier 1846, une circonstance bien singulière: elle s'est divisée en deux parties distinctes,

qui ont continué à se mouvoir en restant à une petite distance l'une de l'autre. Chacune de ces parties était formée d'un noyau accompagné d'une nébulosité. Lorsque la comète a reparu en août 1852, après avoir fait tout le tour de son orbite, les deux parties dans lesquelles elle s'était dédoublée ont été aperçues de nouveau ; la distance de leurs noyaux avait augmenté d'une manière notable. On ne sait à quoi attribuer ce dédoublement, dont on n'avait pas encore eu d'exemple jusque-là.

On a souvent remarqué que la queue d'une comète est dirigée précisément suivant le prolongement de la ligne droite qui va du soleil à la comète. Jusqu'à présent aucune considération théorique n'a pu rendre compte de cette particularité.

On s'est demandé si les comètes sont lumineuses par elles-mêmes, ou bien si elles ne brillent qu'en raison de la lumière qu'elles reçoivent du soleil. Des expériences de polarisation, faites par M. Arago, l'ont conduit à admettre que la lumière des comètes est, au moins en partie, de la lumière solaire réfléchie à leur surface. Cette conséquence résulterait d'ailleurs naturellement de ce que l'éclat d'une comète diminue progressivement, à mesure qu'elle s'éloigne de nous, si elle n'éprouvait pas en même temps des changements considérables dans sa constitution intime. En effet, si elle était lumineuse par elle-même, son éloignement de la terre diminuerait bien ses dimensions apparentes, mais la clarté de sa surface ne serait pas altérée (§ 19); ce n'est que lorsque ses dimensions apparentes seraient assez petites pour qu'elle ne parût plus que comme un point lumineux, que l'accroissement de sa distance à la terre diminuerait peu à peu son éclat, et finirait par la rendre tout à fait invisible. L'affaiblissement progressif de l'éclat que présentent les comètes, à mesure qu'elles s'éloignent de la terre et du soleil, et lorsqu'elles se montrent encore avec des dimensions apparentes très appréciables, ne pourrait donc s'expliquer qu'en admettant qu'elles sont éclairées par le soleil, et que la diminution de leur éclat est due à l'augmentation de leur distance de cet astre. Quoique ces considérations ne puissent pas s'appliquer en toute rigueur aux comètes, à cause des changements qui se produisent progressivement dans leur constitution, on peut cependant les regarder comme venant appuyer le résultat auquel M. Arago est parvenu au moyen d'expériences directes sur la lumière des comètes.

CHAPITRE SIXIÈME.

DE LA GRAVITATION UNIVERSELLE.

---

§ 287. **Découverte de la gravitation universelle, par Newton.** — Képler ayant fait connaître les véritables lois du mouvement des planètes autour du soleil (§ 261), l'examen attentif de ces lois uniquement basées sur les résultats de l'observation, devait conduire à la connaissance des causes qui agissent sur les planètes et qui déterminent les diverses circonstances de leur mouvement. C'est ce qui arriva en effet: Newton, dont le vaste génie n'était pas de trop pour traiter cette grande question, eut la gloire de tirer des lois de Képler les conséquences qui y étaient implicitement renfermées, et de poser ainsi les fondements de l'astronomie mathématique, la plus belle des sciences qui aient été créées dans les temps modernes. Nous allons voir par quelle série d'idées il est arrivé à ce résultat.

Les planètes sont des corps isolés dans l'espace, qui se meuvent autour du soleil en décrivant des lignes courbes, et avec des vitesses variables d'un instant à un autre. Or, on sait qu'en vertu de l'inertie de la matière, le mouvement d'un corps qui est entièrement libre dans l'espace, et qui n'est soumis à l'action d'aucune force, est nécessairement rectiligne et uniforme. Le mouvement des planètes ne s'effectuant pas de cette manière, on doit en conclure que chacune d'elles est soumise à une certaine force qui change constamment la grandeur et la direction de sa vitesse. Reste à savoir quelles sont, à chaque instant, la direction et l'intensité de cette force; c'est ce que l'on trouve en analysant les lois auxquelles satisfont les mouvements des planètes.

§ 288. La deuxième loi de Képler, relative aux aires décrites par la ligne droite qui joint une planète au soleil (§ 261), fait voir que la force dont il s'agit est dirigée précisément suivant cette ligne droite. C'est ce que Newton reconnut d'abord par les considérations suivantes.

Supposons qu'une planète, se mouvant à une certaine distance du soleil, soit soumise à l'action d'une force dirigée constamment vers cet astre; et concevons que cette force, au lieu d'agir sur la planète d'une manière continue, n'agisse que par intermittence, à

des instants successifs séparés les uns des autres par des intervalles de temps égaux. Soit AB, *fig.* 348, le chemin parcouru par la planète pendant un de ces intervalles de temps, chemin qui sera rectiligne, puisque, pendant tout le temps que la planète emploie à le parcourir, elle n'est soumise à l'action d'aucune force. Arrivée en B, la planète va éprouver l'action instantanée de la force qui lui est appliquée, et que nous supposons dirigée vers le soleil S; puis la planète se mouvra uniformément et en ligne droite, pendant un nouvel intervalle de temps égal au précédent, avec la nouvelle vitesse qu'elle possédera immédiatement après que la force aura exercé son action sur elle, en B. A la fin de ce second intervalle de temps, la force agira de nouveau sur la planète, pour modifier sa vitesse, et ainsi de suite.

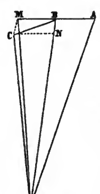


Fig. 348.

Comparons entre eux les mouvements de la planète pendant les deux premiers intervalles de temps dont nous avons parlé. Lorsque la planète arrive en B, elle continuerait à se mouvoir suivant la même direction que précédemment, si elle n'éprouvait pas en ce point B l'action de la force qui lui est appliquée; et elle parcourrait, pendant le second intervalle de temps, un chemin BM précisément égal à AB. Mais la force qui agit sur elle, lorsqu'elle est en B, lui communique instantanément, suivant la direction BS, une certaine vitesse qui se combine avec la vitesse qu'elle possédait déjà; et il résulte de cette combinaison une nouvelle vitesse dont la planète se trouve réellement animée pendant le second intervalle de temps. Soit BN le chemin que la planète parcourrait pendant ce temps, si elle ne possédait que la vitesse qui lui a été communiquée par la force en B; BM étant d'un autre côté le chemin que la planète aurait parcouru pendant le même temps, si elle eût conservé la vitesse qu'elle avait avant d'arriver en B, on sait que le chemin réellement parcouru par la planète n'est autre chose que la diagonale BC du parallélogramme construit sur les deux lignes BM, BN. La planète, qui est allée de A en B, pendant le premier des intervalles de temps que nous considérons, va donc de B en C, pendant le second de ces intervalles de temps. Or, CM étant parallèle à BS, on voit que les deux triangles BCS, BMS ont même surface, comme ayant même base BS, et ayant en outre leurs sommets C, M, situés sur une parallèle à cette base. Mais les deux triangles ABS,

BMS ont aussi même surface, comme ayant des bases égales AB, BM, et une même hauteur, qui est la distance du point S à la ligne droite ABM. Donc les surfaces des deux triangles ABS, BCS, égales chacune à celle du triangle BMS, sont aussi égales entre elles. Ainsi, l'action que la force exerce sur la planète en B, suivant la direction BS, modifie en général la grandeur et la direction de la vitesse dont elle est animée ; mais la surface du triangle décrit par la ligne droite qui joint la planète au soleil S, pendant l'intervalle de temps qui précède l'arrivée de la planète en B, a exactement la même valeur que la surface du triangle analogue décrit pendant l'intervalle de temps de même durée qui suit le passage de la planète par ce point B.

En suivant la planète dans son mouvement, pendant un temps quelconque, toujours dans l'hypothèse d'une action intermittente et régulière de la force qui lui est appliquée, on verra que la planète se meut en ligne droite pendant chacun des intervalles de temps compris entre deux actions consécutives de la force ; que les diverses lignes droites qu'elle parcourt ainsi, pendant ces temps successifs égaux entre eux, ne sont ni égales, ni de même direction, en sorte que, par leur ensemble, elles forment un polygone ABCDE, *fig.* 349, qui est la route suivie par la planète dans l'espace, et qui est situé tout entier dans le plan mené par son premier côté AB et par le soleil S ; mais que les divers triangles ayant pour sommet le soleil, et pour bases les différents côtés de ce polygone, ont tous exactement même surface. L'aire totale du secteur polygonal SABCDE, décrit pendant un temps quelconque, par la ligne droite qui joint la planète au soleil, est donc proportionnelle au nombre des triangles dont ce secteur se compose ; et, par conséquent, cette aire est aussi proportionnelle au temps employé par la planète à aller de A en E.

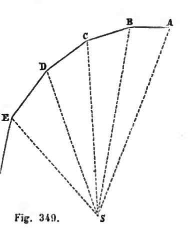


Fig. 349.

Le résultat auquel nous venons de parvenir, en supposant qu'une planète soit soumise à l'action intermittente et régulière d'une force dirigée vers le soleil, ne dépend, en aucune manière, de la durée plus ou moins grande de l'intervalle de temps compris entre deux

actions consécutives de la force. Si nous admettons que les intervalles de temps qui séparent les actions successives de cette force, deviennent de plus en plus petits, tout en restant égaux entre eux, l'aire du secteur décrit, pendant un temps quelconque, par la ligne droite qui joint la planète au soleil, sera toujours proportionnelle à ce temps. Il en sera donc encore de même lorsque ces intervalles de temps seront infiniment petits, c'est-à-dire lorsque les actions successives de la force se produiront sans interruption, ou, en d'autres termes, lorsque la force agira d'une manière continue; mais alors il est clair que le polygone décrit par la planète se changera en une ligne courbe, comprise également tout entière dans un plan passant par le soleil. Ainsi, dans le cas où une planète se mouvrait sous l'action incessante d'une force dirigée constamment vers le soleil, son mouvement s'effectuerait dans un plan passant par le soleil, et elle parcourrait son orbite curviligne de telle manière que l'aire du secteur, décrit pendant un temps quelconque à l'intérieur de cette orbite, par la ligne droite qui la joint au soleil, fût proportionnelle à ce temps.

La loi de mouvement que nous venons d'obtenir, en admettant que la planète dont nous nous occupons soit soumise à une force constamment dirigée vers le soleil, est précisément la même que la deuxième des lois auxquelles satisfont réellement les mouvements des planètes autour du soleil. Mais cela ne suffit pas encore, pour que nous puissions en conclure tout de suite que la force à laquelle chacune des planètes est soumise a bien la direction dont nous venons de parler. Il faut encore que nous nous assurions que la proportionnalité des aires décrites autour du soleil, aux temps employés à les décrire, ne peut exister que dans le cas où la force agissant sur la planète est dirigée vers le soleil. C'est ce que nous ferons sans peine.

Reportons-nous à la *fig.* 348. Si la force qui agit sur la planète, lorsqu'elle arrive en B, avait une direction autre que celle de la ligne BS, BN ferait un certain angle avec cette ligne BS; CM, qui est parallèle à BN, ne serait donc pas parallèle à BS; les deux triangles BCS, BMS, ayant même base BS, auraient leurs sommets C, M, à des distances inégales de cette base, et par suite leurs surfaces seraient inégales; le triangle ABS, toujours égal à BMS, ne serait donc pas égal au triangle BCS. Les divers triangles ABS, BCS, CDS,... *fig.* 349, correspondant aux chemins AB, BC, CD, .. parcourus dans des temps égaux successifs, n'auraient donc pas même surface; et, par conséquent, l'aire du secteur polygonal SABCDE ne serait pas proportionnelle au temps employé par la

planète à aller de A en E. Ce qui a lieu dans le cas où la force agit par intermittence, aura lieu encore quand on supposera que la force agit d'une manière continue. On peut donc dire, d'après tout ce qui précède, que, d'une part, si la force qui agit sur une planète est constamment dirigée vers le soleil, les aires décrites par la ligne droite qui joint la planète au soleil sont proportionnelles aux temps employés à les décrire; et d'une autre part, si la force qui agit sur la planète n'est pas dirigée vers le soleil, la proportionnalité de ces aires aux temps correspondants n'existe pas. La deuxième loi de Képler entraîne donc nécessairement cette conséquence, que la force à laquelle chaque planète est soumise est dirigée constamment suivant la ligne droite qui joint la planète au soleil.

Dans les raisonnements précédents, nous avons admis implicitement que la force agissant suivant la ligne qui joint la planète au soleil était dirigée vers ce dernier astre, c'est-à-dire tendait à rapprocher la planète du soleil. Il est aisé de voir que le sens dans lequel la force agit n'a pas d'influence sur le résultat auquel nous sommes arrivés. Que la force tende à diminuer ou à augmenter la distance de la planète au soleil, peu importe: pourvu qu'elle soit dirigée suivant la ligne droite qui joint ces deux corps, les aires décrites par la planète autour du soleil sont toujours proportionnelles aux temps employés à les décrire. Le sens de l'action de la force ne se manifeste que par le côté vers lequel l'orbite décrite par la planète tourne sa concavité. Si la force tend à rapprocher la planète du soleil, la concavité de la courbe décrite par la planète est évidemment tournée vers le soleil; si au contraire la force tend à éloigner la planète du soleil, la convexité de l'orbite est tournée vers ce dernier astre. L'observation indiquant que c'est le premier de ces deux cas qui a lieu, on en conclut que la force qui agit sur la planète tend à la rapprocher du soleil, comme nous l'avions supposé tout d'abord.

§ 289. Le résultat auquel nous venons de parvenir, en nous appuyant sur la deuxième loi de Képler, est la seule conséquence qu'on puisse tirer de cette loi. La proportionnalité des aires décrites par la ligne droite qui joint une planète au soleil, aux temps employés à les décrire, nous a fait connaître quelle est à chaque instant la direction de la force qui agit sur la planète; mais elle ne peut rien nous indiquer sur la manière dont varie l'intensité de cette force, d'un instant à un autre. Que la force agissant sur la planète ait une grandeur constante ou variable, qu'elle aille en augmentant ou en diminuant, qu'elle varie lentement ou rapidement, qu'elle agisse d'une manière continue ou discontinue, peu

importe; pourvu qu'elle ne cesse pas d'être dirigée suivant la ligne droite qui va de la planète au soleil, la proportionnalité dont il s'agit subsistera toujours, comme on s'en assure sans peine en examinant les raisonnements que nous avons faits il n'y a qu'un instant. Ce n'est donc qu'en ayant recours aux deux autres lois de Képler, qu'on peut espérer d'arriver à quelque chose de plus.

La troisième loi, qui consiste en ce que les carrés des temps des révolutions des planètes sont entre eux comme les cubes des grands axes de leurs orbites, ne dépend en aucune manière des excentricités de ces orbites. On conçoit donc qu'elle subsisterait encore si ces excentricités étaient toutes nulles, c'est-à-dire si les orbites étaient des circonférences de cercle ayant pour centre le soleil. Ainsi, pour tirer de la troisième loi de Képler les conséquences qu'elle renferme, nous pourrons regarder les planètes comme décrivant des cercles autour du soleil, sans qu'il en résulte la moindre inexactitude; nous substituerons par là, aux planètes réelles, des planètes idéales qui, si elles existaient, satisferaient également à cette troisième loi. La deuxième loi, qui est aussi indépendante des excentricités des orbites, montre en outre que si une planète décrivait un cercle ayant son centre au soleil, la vitesse de cette planète sur son orbite resterait constamment la même. C'est donc en considérant des planètes animées de mouvements uniformes, suivant des circonférences de cercle ayant le soleil pour centre, que nous allons raisonner, pour tirer de la troisième loi de Képler les conséquences auxquelles elle peut conduire.

§ 290. Rappelons-nous d'abord de quelle manière on évalue l'intensité d'une force, d'après le mouvement qu'elle communique au corps sur lequel elle agit, et prenons pour exemple la force qui nous est le plus familière, la force de la pesanteur. Un corps tombant librement sous la seule action de la pesanteur, sans qu'on lui ait donné de vitesse initiale, prend un mouvement uniformément accéléré, suivant la verticale; au bout d'une seconde de temps, comptée à partir du commencement de son mouvement, il a acquis une vitesse telle, que, s'il continuait à se mouvoir en vertu de cette vitesse seule, sans que la pesanteur exerçât de nouveau son action sur lui, il parcourrait pendant une deuxième seconde un chemin double de celui qu'il a parcouru pendant la première seconde. La grandeur de cette vitesse acquise, au bout d'une seconde de chute, est proportionnelle à la force qui détermine le mouvement du corps; si l'intensité de la pesanteur devenait double, triple,... de ce qu'elle est, la vitesse qu'acquerrait un corps, après une seconde de chute, deviendrait également double, triple... La force qui fait

tomber le corps, et qui n'est autre chose que son poids, est d'ailleurs proportionnelle à la masse du corps ; et l'on sait que son intensité peut être représentée par le nombre que l'on obtient en multipliant la masse du corps par la vitesse qu'il possède après une seconde de chute. La force qui agit sur l'unité de masse du corps est donc représentée simplement par la vitesse acquise par le corps après une seconde de chute ; ou bien, ce qui revient au même, par le double de l'espace qu'il parcourt pendant une seconde à partir du commencement de son mouvement.

Lorsqu'un corps pesant est lancé horizontalement, avec une vitesse quelconque, il ne reste pas sur la ligne droite AM, *fig.* 350, suivant laquelle il a été lancé, parce que la pesanteur tend constamment à l'abaisser au-dessous de cette ligne ; il décrit une ligne courbe ABC, dont les divers points sont de plus en plus éloignés de la ligne AM. Or, on sait que, lorsque le corps est arrivé en un point quelconque B de sa trajectoire, la quantité BD dont il se trouve abaissé au-dessous de la ligne AM, est précisément égale au chemin AE qu'il aurait parcouru suivant la verticale, s'il était tombé sans vitesse initiale, pendant le temps qu'il a mis à aller de A en B. Si l'on prend le point B de la trajectoire où se trouve le corps après une seconde de mouvement, BD sera précisément le chemin qu'il aurait parcouru pendant une seconde à partir du commencement de son mouvement, si on l'avait laissé tomber du point A, sans lui donner de vitesse : le double de la distance BD sera donc, d'après ce qui précède, la mesure de la force qui détermine la chute de l'unité de masse du corps.

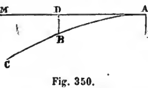


Fig. 350.

Voyons maintenant comment, en nous fondant sur ces considérations, nous pourrons déterminer la grandeur de la force qui agit sur l'unité de masse d'une planète, en admettant que cette planète se meut uniformément suivant une circonférence de cercle ayant le soleil pour centre. Arrivée en A, *fig.* 351, la planète est animée d'une vitesse dirigée suivant la tangente AM, et elle se trouve dans les mêmes conditions que si on la lançait de ce point suivant la direction AM, avec la vitesse même qu'elle possède. Elle se mouvrait indéfiniment suivant cette direction, si aucune force ne venait agir sur elle, pour l'en faire sortir. Mais il n'en est pas ainsi. Elle est soumise à l'action d'une force qui est constamment dirigée vers le soleil, et qui tend à la rapprocher de cet astre ; aussi s'éloigne-t-elle de plus en plus de la tangente AM, en cédant à cette action :

on peut dire qu'elle tombe vers le soleil, comme on dit qu'un corps pesant tombe à la surface de la terre, lorsqu'il a été lancé suivant une ligne AM, *fig.* 350, et qu'il se meut suivant la ligne courbe ABC. Si nous considérons le mouvement de la planète dans une très petite portion de son orbite, à partir du point A, *fig.* 351, la direction de la force qui agit sur elle ne change pas sensiblement pendant tout le temps qu'elle parcourt cette portion d'orbite, et nous pouvons la regarder comme restant constamment parallèle à elle-même. Nous nous trouvons dès lors dans un cas entièrement analogue à celui d'un corps qu'on a lancé horizontalement à la surface de la terre, et qui, en vertu de l'action de la pesanteur, s'abaisse de plus en plus au-dessous de la direction suivant laquelle on l'a lancé. Si nous prenons, sur l'orbite de la planète, l'arc AB qu'elle parcourt en une seconde de temps, la distance BD du point B à la tangente AM sera la quantité dont la planète sera tombée vers le soleil pendant cette seconde ; et le double de BD servira de mesure à la force qui agit sur l'unité de masse de la planète.

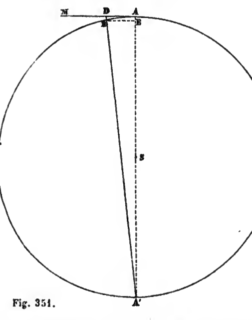


Fig. 351.

Pour trouver la valeur de BD, nous opérerons de la manière suivante. Abaissons du point B la perpendiculaire BE sur le rayon AS, puis joignons le même point B au point A' de l'orbite qui est diamétralement opposé au point A. La ligne AE sera égale à BD ; et, si nous regardons l'arc AB comme se confondant avec sa corde, ce qui est permis en raison de la petitesse de cet arc, l'angle ABA' sera droit, comme étant inscrit dans une demi-circonférence de

cercle. Mais, dans le triangle rectangle ABA′, on a la proportion suivante:

$$\frac{AE}{AB} = \frac{AB}{AA'}, \text{ d'où l'on déduit } AE = \frac{\overline{AB}^2}{AA'} = \frac{\overline{AB}^2}{2.AS}.$$

L'arc AB, étant le chemin parcouru par la planète en une seconde, est précisément sa vitesse. Donc la quantité AE, ou BD, dont la planète tombe vers le soleil en une seconde, s'obtient en divisant le carré de sa vitesse par le double du rayon de son orbite. La force qui agit sur l'unité de masse de la planète, étant mesurée par le double de cette quantité, sera égale au quotient de la division du carré de la vitesse de la planète par le rayon du cercle qu'elle décrit.

§ 291. Nous sommes en mesure maintenant de comparer les intensités des forces qui agissent sur l'unité de masse des diverses planètes, au moyen de la troisième loi de Képler. Supposons pour cela que des planètes, se mouvant uniformément et suivant des cercles ayant le soleil pour centre, soient situées à des distances de cet astre proportionnelles aux nombres

1, 2, 3, 4, 5, ...

Pour avoir la vitesse d'une quelconque de ces planètes, il faut diviser la longueur de la circonférence qu'elle parcourt par le nombre de secondes qu'elle met à la parcourir. Le carré de cette vitesse sera donc égal au quotient de la division du carré de la circonférence de l'orbite de la planète par le carré du temps de sa révolution. Or, les carrés des circonférences des orbites des diverses planètes que nous considérons sont entre eux comme les carrés des distances de ces planètes au soleil, c'est-à-dire qu'ils sont proportionnels aux nombres

1, 4, 9, 16, 25, ...

D'ailleurs, d'après la troisième loi de Képler, les carrés des temps des révolutions de ces planètes étant proportionnels aux cubes des grands axes de leurs orbites, c'est-à-dire aux cubes des diamètres des cercles qu'elles décrivent, ou bien encore aux cubes de leurs distances au soleil, sont entre eux comme les nombres

1, 8, 27, 64, 125, ...

Les carrés des vitesses des planètes, qui s'obtiennent en divisant

les carrés des circonférences des orbites par les carrés des temps des révolutions, seront donc entre eux comme les quotients que l'on obtiendra en divisant respectivement les nombres 1, 4, 9, 16, ..., par les nombres 1, 8, 27, 64, ..., c'est-à-dire qu'ils seront entre eux comme les nombres

$$1, \quad \tfrac{1}{2}, \quad \tfrac{1}{3}, \quad \tfrac{1}{4}, \quad \tfrac{1}{5}, \quad .....$$

Mais, pour avoir la mesure de la force qui agit sur l'unité de masse de chacune de nos planètes, il faut diviser le carré de sa vitesse par le rayon du cercle qu'elle décrit. Les quotients que l'on obtiendra ainsi, pour les diverses planètes, seront évidemment proportionnels aux quotients de 1, $\frac{1}{2}$, $\frac{1}{3}$, $\frac{1}{4}$, ..., divisés respectivement par 1, 2, 3, 4, ..., c'est-à-dire qu'ils seront entre eux comme les nombres

$$1, \quad \tfrac{1}{4}, \quad \tfrac{1}{9}, \quad \tfrac{1}{16}, \quad \tfrac{1}{25}, \quad .....$$

Donc les forces qui agissent sur l'unité de masse des diverses planètes sont en raison inverse des carrés des distances de ces planètes au soleil.

C'est uniquement pour simplifier l'exposition du raisonnement précédent, que nous l'avons appliqué, non pas aux planètes réelles, mais à des planètes idéales dont les distances au soleil sont proportionnelles aux nombres 1, 2, 3, 4, ... Si l'on remplace ces nombres entiers par les nombres qui représentent les distances moyennes du soleil à Mercure, à Vénus, à la terre, etc. (§ 265), on arrivera exactement au même résultat : on trouvera toujours que les forces qui agissent sur l'unité de masse de chacune de ces planètes sont en raison inverse des carrés des distances des planètes au soleil.

§ 292. Newton, étant parvenu de cette manière à trouver la loi suivant laquelle la force appliquée à l'unité de masse de chaque planète varie avec la distance de chaque planète au soleil, chercha ensuite à reconnaître si la forme elliptique des orbites ne résultait pas immédiatement de cette loi même. Il étudia donc le mouvement que devait prendre un corps auquel on aurait donné une vitesse initiale quelconque, et qui serait ensuite soumis à l'action d'une force constamment dirigée vers un point fixe et variant en raison inverse du carré de la distance du corps à ce point fixe. Il reconnut que l'orbite décrite par le corps, dans les conditions qui viennent d'être indiquées, était nécessairement une *section conique*, ayant le point fixe pour foyer. Or, on sait que les sections coniques, c'est-

à-dire les lignes courbes suivant lesquelles la surface d'un cône peut être coupée par un plan, sont de trois espèces, savoir : 1° *l'ellipse*, que nous avons déjà définie précédemment (§ 101), et que l'on obtient en coupant le cône par un plan rencontrant toutes les génératrices d'un même côté du sommet; 2° la *parabole*, qui correspond au cas où le cône est coupé par un plan parallèle à un de ses plans tangents, et qui peut se déduire de l'ellipse, comme nous l'avons expliqué (§ 282); 3° enfin *l'hyperbole*, dont nous n'avons pas eu occasion de parler, et qui résulte de l'intersection du cône par un plan parallèle à deux de ses génératrices.

La variation de la force qui agit sur une planète, en raison inverse du carré de la distance de cette planète au soleil, se trouve donc manifestée par la forme elliptique de son orbite, et par la position du soleil à l'un des foyers de cette orbite.

Si nous nous en tenions à la conséquence qui a été déduite de la troisième loi de Képler, dans le paragraphe précédent, nous pourrions croire que l'inégalité des forces qui agissent sur l'unité de masse des diverses planètes résulte de ce que les forces totales appliquées à ces planètes n'émanent pas d'une même cause, et agissent sur des corps de masses différentes. L'existence de la troisième loi de Képler, d'où nous avons tiré, comme conséquence nécessaire, la relation simple qui existe entre les intensités de ces forces appliquées à l'unité de masse des planètes, et les distances des planètes au soleil, pourrait être attribuée, soit à un pur effet du hasard, soit aux circonstances inconnues qui ont accompagné l'arrangement primitif des planètes autour du soleil; de telle sorte que, si l'on venait à modifier l'ordre établi, en plaçant quelques-unes des planètes plus près ou plus loin du soleil, les forces qui agiraient sur l'unité de masse de chacune d'elles ne seraient plus en raison inverse des carrés des distances de ces planètes au soleil. Mais le nouveau résultat auquel nous venons de parvenir ne peut laisser aucun doute à ce sujet. Le seul fait du changement de la distance d'une planète au soleil entraîne un changement correspondant dans la grandeur de la force à laquelle cette planète est soumise ; la forme elliptique de l'orbite qu'elle décrit, démontre que la force qui lui est appliquée varie en raison inverse du carré de sa distance au soleil. Si une planète, située à une distance 1 du soleil, s'éloignait de cet astre jusqu'à venir occuper la place d'une autre planète, dont la distance au soleil est 2, la force qui lui est appliquée se réduirait au quart de ce qu'elle était d'abord ; la force agissant sur l'unité de masse de cette planète deviendrait donc également quatre fois plus petite, c'est-à-dire qu'elle prendrait précisément la valeur de la

force agissant sur l'unité de masse de la planète dont elle vient prendre la place. Les forces appliquées à l'unité de masse des diverses planètes ne sont donc inégales que parce que les planètes sont à des distances différentes du soleil ; si elles se trouvaient placées toutes à une même distance de cet astre, l'unité de masse de chacune d'elles serait soumise exactement à la même force. Les forces totales qui agiraient sur les diverses planètes, dans le cas où elles seraient ainsi ramenées à une même distance du soleil, ne différeraient, les unes des autres, qu'en raison de l'inégalité des masses des planètes : ces forces seraient proportionnelles aux masses des corps auxquels elles seraient appliquées.

Il résulte évidemment de tout ce qui précède, que *les choses se passent comme si le soleil attirait les planètes vers lui, les forces d'attraction étant proportionnelles aux masses des planètes, et en raison inverse des carrés de leurs distances au soleil.* Nous disons que les choses se passent comme si le soleil attirait les planètes, parce qu'il nous est impossible d'arriver à une connaissance complète de la nature intime de la force à laquelle chaque planète est soumise. Cette force ne se manifeste à nous que par les effets qui résultent de son action sur la planète, et tout ce que nous pouvons conclure de l'examen attentif de ces effets, c'est la connaissance de la grandeur et de la direction de la force à chaque instant. Nous ne pouvons, en aucune manière, décider si le soleil attire réellement les planètes, ou bien si la tendance des planètes à se rapprocher du soleil est due à une cause toute différente de ce que nous entendons par une attraction émanant de cet astre.

§ 293. C'est en réfléchissant sur la chute des corps à la surface de la terre, que Newton fut amené à chercher les conséquences auxquelles pouvaient conduire les lois de Képler. Il se demanda, tout d'abord, si la force en vertu de laquelle les corps tombent, c'est-à-dire ce que nous nommons la force de la *pesanteur*, n'était pas la même que celle qui retient la lune dans son orbite autour de la terre. Mais, pour résoudre cette question, il lui fallait savoir s'il pouvait regarder l'intensité de la pesanteur comme constante, quelle que fût la distance comprise entre le corps sur lequel elle agit et le centre de la terre ; et, dans le cas où cette intensité ne serait pas constante, il avait besoin de connaître la loi de sa variation avec la distance. Il pensa alors que les forces qui retiennent les planètes dans leurs orbites autour du soleil pouvaient bien être aussi de même nature que la pesanteur, et que l'examen des lois auxquelles satisfont leurs mouvements pourrait lui fournir les indications dont il avait besoin, relativement à la variation de cette force avec la distance. C'est

ainsi qu'il analysa les lois de Képler, et qu'il en déduisit les conséquences que nous venons de développer.

Il revint ensuite à la question qui l'avait préoccupé tout d'abord, et chercha à reconnaître si la force qui retient la lune dans son orbite n'est autre chose que la pesanteur terrestre diminuée conformément à la loi qu'il avait trouvée, c'est-à-dire dans le rapport inverse du carré de la distance au centre de la terre. Le résultat de ses recherches fut complétement d'accord avec ses prévisions.

On sait que la vitesse acquise, après une seconde de chute, par un corps qui tombe près de la surface de la terre, sans avoir reçu de vitesse initiale, est égale à $9^m,8088$. Cette vitesse sert de mesure à l'intensité de la force qui agit sur l'unité de masse du corps, et qui détermine sa chute. Si l'on admet que l'action de la pesanteur sur un même corps varie en raison inverse du carré de la distance de ce corps au centre de la terre, il suffira de diviser le nombre 9,8088 par le carré de 60 ou par 3600, pour avoir l'intensité de la force de la pesanteur agissant sur l'unité de masse d'un corps placé, comme la lune, à une distance du centre de la terre égale à 60 rayons terrestres (§ 202) ; le quotient de cette division est égal à 0,002724. D'un autre côté, la circonférence de la terre étant de 40 millions de mètres, la circonférence de l'orbite de la lune est 60 fois plus grande : si l'on divise la longueur de cette dernière circonférence par le nombre de secondes contenues dans la durée de la révolution sidérale de la lune (§ 210), on trouve que la vitesse de la lune est de $1016^m,7$ par seconde. En divisant le carré de cette vitesse de la lune par le rayon de son orbite, on doit obtenir la mesure de la force qui agit sur l'unité de masse de la lune (§ 289) ; on trouve ainsi le nombre 0,002706. Ce nombre diffère à peine de celui que nous venons de trouver pour l'intensité de la pesanteur relative à un corps qui serait placé à la même distance du centre de la terre que la lune : si l'on néglige la petite différence qui existe entre ces deux nombres 0,002724 et 0,002706, on voit que la force qui retient la lune dans son orbite est bien la même que celle qui fait tomber les corps à la surface de la terre, en tenant compte de ce que l'intensité de cette force varie en raison inverse du carré de la distance au centre de la terre. La théorie de Newton explique d'ailleurs, sans la moindre difficulté, pourquoi les deux nombres que nous venons d'obtenir ne sont pas tout à fait égaux.

§ 294. La force qui agit sur la lune, et qui change à chaque instant la grandeur et la direction de sa vitesse dans son mouvement autour de la terre, n'étant autre chose que la pesanteur terrestre, on doit en conclure que la terre exerce, aussi bien que le soleil,

une sorte d'attraction sur tous les corps qui existent dans l'espace ; et que l'intensité de cette attraction varie en raison inverse du carré de la distance qui existe entre le corps qui y est soumis et le centre de la terre.

Le soleil ne doit pas échapper à cette attraction de la terre ; d'ailleurs la terre, qui est une planète, est attirée par le soleil comme toutes les autres planètes : le soleil et la terre s'attirent donc mutuellement. L'existence de satellites qui se meuvent autour de Jupiter, de Saturne, d'Uranus et de Neptune, montre que chacune de ces planètes exerce une attraction sur les corps qui l'environnent ; et l'on peut en conclure de même qu'elles doivent attirer le soleil, comme elles sont attirées par lui. C'est en se fondant sur des considérations de ce genre, que Newton fut conduit à admettre que deux corps quelconques, placés comme on voudra dans l'espace, *gravitent* l'un vers l'autre, c'est-à-dire tendent à se rapprocher, comme s'ils s'attiraient mutuellement. Il admit, en outre : 1° Que les forces qui se développent ainsi entre les deux corps sont égales entre elles, et agissent en sens contraires, suivant la ligne droite qui joint les deux corps ; 2° que l'intensité de chacune de ces deux forces est proportionnelle aux masses des deux corps, et en raison inverse du carré de la distance qui les sépare. Tel est le grand principe de la *gravitation universelle*, dont l'exactitude a été confirmée depuis, de la manière la plus complète, et qui a conduit à un grand nombre de résultats des plus importants.

Les corps célestes étant formés de la réunion d'un grand nombre de molécules matérielles, on doit regarder la gravitation comme existant de molécule à molécule. Ainsi, toutes les molécules de la terre attirent à elles une molécule placée près de la surface du globe terrestre ; cette dernière molécule se trouve donc soumise à l'action d'autant de forces qu'il y a de molécules dans la terre, et c'est la résultante de toutes ces forces qui constitue ce que l'on appelle son poids. Les diverses molécules d'un même corps, étant attirées chacune par toutes les molécules de la terre, se trouvent dans les mêmes conditions que si chacune d'elles était soumise à la force unique, résultant de la composition de toutes les forces qui lui sont réellement appliquées. La résultante générale de toutes les résultantes partielles, correspondant ainsi aux diverses molécules du corps, est ce que l'on appelle le poids du corps ; c'est cette résultante générale qui détermine le mouvement que prend le corps quand on l'abandonne à lui-même, et que rien ne s'oppose à ce qu'il se rapproche de la terre. Il en est de même de l'action exercée par le soleil sur une planète ; chaque molécule de la planète est attirée à la

fois par toutes les molécules du soleil, et peut être regardée comme soumise à la résultante de toutes ces attractions ; la résultante générale de toutes les résultantes partielles correspondant à chaque molécule, est la force qui produit à chaque instant les changements de grandeur et de direction qu'éprouve la vitesse de la planète.

§ 295. **Perturbations du mouvement des planètes.**—En se basant sur l'existence de la gravitation universelle, telle que nous venons de la faire connaître, il est aisé de se faire une idée générale des circonstances que doivent présenter les mouvements des divers corps de notre système planétaire.

Newton a trouvé qu'une planète, attirée vers un point fixe, en raison inverse du carré de la distance qui la sépare de ce point, doit décrire une section conique ayant ce point fixe pour foyer (§ 292). Les planètes ne sont pas précisément dans ce cas; le soleil, qui les attire, n'est pas plus fixe dans l'espace que chacune d'elles. Mais si l'on étudie les mouvements que prennent simultanément le soleil et une planète, par suite de leur attraction mutuelle, en supposant qu'ils ne soient d'ailleurs soumis à l'action d'aucune autre force, on trouve que chacun de ces deux corps décrit une section conique ayant pour foyer leur centre de gravité commun ; et en cherchant quelles apparences présenterait le mouvement de la planète, pour un observateur qui serait placé sur le soleil, et qui participerait au mouvement de cet astre, on reconnaît que la planète lui semblerait décrire une section conique ayant le soleil pour foyer : les mouvements absolus du soleil et de la planète autour de leur centre de gravité commun, et le mouvement relatif de la planète autour du soleil regardé comme immobile, sont de même nature que le mouvement d'une planète attirée vers un point fixe, en raison inverse du carré de la distance à ce point.

La loi du mouvement elliptique de chacune des planètes autour du soleil, telle que Képler l'a établie, ne peut se rapporter évidemment qu'au mouvement relatif de la planète autour du soleil regardé comme immobile; d'après ce que nous venons de dire, cette loi serait complétement d'accord avec le principe de la gravitation universelle, si le soleil et la planète que l'on considère n'étaient soumis qu'à leur attraction mutuelle. Mais il n'en est pas ainsi. L'existence d'un grand nombre de planètes qui circulent autour du soleil fait que ce dernier astre est attiré à la fois par toutes les planètes, et que chaque planète est aussi attirée, non-seulement par le soleil, mais encore par toutes les autres planètes. Il doit donc en résulter, pour chacun des corps du système planétaire, un mouvement beaucoup plus complexe que celui dont nous venons de parler.

Si Képler a trouvé que chaque planète décrit une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, c'est parce que le mouvement relatif de la planète autour du soleil ne diffère pas beaucoup du mouvement elliptique. La différence est heureusement assez faible pour n'avoir pas empêché Képler de trouver la loi simple qu'il a fait connaître; mais cette différence n'en existe pas moins, et la loi de Képler ne doit être regardée que comme une loi approximative.

§ 296. Le peu de différence entre le mouvement réel d'une planète autour du soleil, et le mouvement elliptique qu'elle posséderait autour de cet astre, si toutes les autres planètes n'existaient pas, montre que les attractions qu'elle éprouve de la part de ces autres planètes n'ont que très peu d'influence sur son mouvement. Ces attractions sont donc très petites, par rapport à l'attraction qui émane du soleil : il en résulte nécessairement que les masses des planètes sont très petites par rapport à la masse du soleil.

En regardant chaque planète comme n'étant attirée que par le soleil, on n'est pas rigoureusement dans la réalité, mais on ne s'en éloigne pas beaucoup, quant au résultat auquel on parvient, à cause de la faiblesse des masses des planètes, relativement à celle du soleil. Le mouvement elliptique d'une planète autour du soleil, dû à la seule attraction de cet astre, peut être considéré comme étant une première approximation du mouvement qu'elle prend réellement, sous l'action simultanée des diverses forces qui lui sont appliquées. Les attractions que la planète éprouve de la part de toutes les autres planètes ne font que l'écarter de petites quantités du mouvement elliptique dont elle aurait été animée sans cela ; les modifications qu'elles produisent dans son mouvement sont ce qu'on nomme des *perturbations* ou des *inégalités*.

Pour simplifier l'étude du mouvement complexe que prend une planète, sous l'action du soleil et des autres planètes, on imagine qu'une planète fictive se meuve conformément aux lois du mouvement elliptique, sur une orbite dont les éléments varient peu à peu et progressivement, et que la planète réelle oscille de part et d'autre de cette planète fictive, sans jamais s'en écarter beaucoup. Les changements progressifs des éléments du mouvement elliptique de la planète fictive sont ce qu'on nomme les *inégalités séculaires* de la planète que l'on considère : les oscillations de la planète réelle de part et d'autre de la planète fictive sont dues à ce qu'on nomme ses *inégalités périodiques*. Le mouvement du plan de l'écliptique dans l'espace (§ 164), et le changement de position du périhélie de la terre, dans ce plan (§ 165), sont des inégalités séculaires du mouvement de la terre, que l'observation a fait connaître,

et dont la théorie de la gravitation universelle rend complétement compte.

§ 297. Un des résultats les plus remarquables auxquels on a été conduit, en cherchant à déterminer les perturbations du mouvement des planètes, c'est que les grands axes des orbites elliptiques variables sur lesquelles se meuvent les planètes fictives dont nous venons de parler, conservent constamment les mêmes valeurs ; les inégalités séculaires de chaque planète affectent tous les éléments de son mouvement elliptique, à l'exception du grand axe de l'ellipse, qui reste toujours le même. La durée de la révolution d'une planète autour du soleil est liée à la longueur du grand axe de son orbite par la troisième loi de Képler ; l'invariabilité du grand axe entraîne donc en même temps l'invariabilité de la durée de sa révolution.

Les excentricités des orbites des diverses planètes, et les inclinaisons de leurs plans sur le plan fixe avec lequel coïncidait le plan de l'écliptique à une époque déterminée, prennent peu à peu des valeurs différentes de celles qu'elles avaient d'abord. Mais on a reconnu que les variations de ces éléments, quoiqu'elles s'effectuent dans le même sens pour chacun d'eux pendant un grand nombre de siècles, n'en sont pas moins périodiques ; chacun de ces éléments, après avoir constamment augmenté, ou constamment diminué, pendant un certain temps, variera ensuite en sens contraire, de manière à se rapprocher de sa valeur primitive. On a démontré que ces excentricités et ces inclinaisons, qui ont actuellement de petites valeurs, resteront toujours petites, en sorte qu'elles ne feront jamais qu'osciller entre des limites restreintes.

C'est dans l'ensemble des résultats que nous venons d'indiquer relativement aux grands axes, aux excentricités et aux inclinaisons des orbites elliptiques des planètes, que consiste la *stabilité du système du monde*, telle qu'elle a été établie par les géomètres. On voit, en effet, qu'il s'ensuit nécessairement que les orbites des planètes conserveront toujours à peu près les mêmes dimensions et les mêmes positions relatives autour du soleil.

§ 298. **Masses des planètes.** — La théorie de la gravitation universelle a permis d'arriver à la connaissance des masses des divers corps qui composent notre système planétaire. Nous allons voir par quelles considérations on est parvenu à les déterminer.

Commençons par la terre, et cherchons à calculer le rapport de sa masse à la masse du soleil. Si nous pouvons trouver les grandeurs des attractions que le soleil et la terre exercent sur l'unité de masse d'un corps, et à la même distance, il est clair que le rap-

port de ces attractions sera précisément celui des masses du soleil et de la terre. Or, nous savons que la vitesse acquise par un corps après une seconde de chute, à la surface de la terre, est de $9^{m},8088$ par seconde; le nombre 9,8088 sert donc de mesure à l'attraction de la terre sur l'unité de masse d'un corps placé près de sa surface. Si le corps se trouvait à une distance 23 984 fois plus grande du centre de la terre, c'est-à-dire à la distance qui sépare la terre du centre du soleil (§ 148), l'attraction que la terre exercerait sur l'unité de masse de ce corps serait égale à 9,8088 divisé par le carré de 23 984; elle serait donc représentée par le nombre 0, 000 000 017 051 8. Mais le mouvement de la terre autour du soleil nous permet de trouver aussi la grandeur de l'attraction que le soleil exerce sur l'unité de masse placée à la même distance de la terre au centre du soleil. Observons que la circonférence de l'orbite de la terre, supposée circulaire, est 23 984 fois plus grande que la circonférence de la terre qui est de 40 millions de mètres; divisons la longueur de la circonférence de cette orbite par le nombre de secondes contenues dans l'année sidérale (§ 187), et nous trouverons la vitesse de la terre, qui est de $30\,399^{m},75$ par seconde; divisons enfin le carré de cette vitesse de la terre par le rayon de l'orbite terrestre, ou par 23 984 fois le rayon de la terre, et nous aurons la mesure de l'attraction exercée par le soleil sur l'unité de masse de la terre (§ 289) : on trouve ainsi 0,006 052 55 pour la mesure de cette attraction. D'après cela, les attractions exercées par le soleil et par la terre, sur l'unité de masse d'un corps placé à la distance qui sépare la terre du centre du soleil, sont représentées, la première par le nombre 0, 006 052 55, et la seconde par le nombre 0, 000 000 017 051 8; le rapport de ces deux nombres, qui est égal à 354 936, sera le rapport de la masse du soleil à celle de la terre. On en conclut donc que la masse du soleil est égale à 354 936 fois celle de la terre, ou bien encore que, si l'on représente la masse du soleil par 1, la masse de la terre sera représentée par la fraction $\frac{1}{354936}$.

La considération du mouvement de l'un des satellites de Jupiter autour de cette planète permet de trouver la mesure de l'attraction que la planète exerce sur l'unité de masse de ce satellite. En opérant comme nous venons de le faire, on peut en déduire la mesure de l'attraction de Jupiter sur l'unité de masse d'un corps placé à une distance de son centre égale à la distance de la terre au centre du soleil; en comparant ensuite cette attraction à celle que le soleil exerce sur l'unité de masse de la terre et que nous venons de calculer, on en conclut le rapport de la masse de Jupiter à la masse

du soleil. Le même moyen peut servir à déterminer les masses de Saturne, d'Uranus et de Neptune.

Quant aux planètes telles que Mercure, Vénus et Mars, qui n'ont pas de satellites, on ne peut pas déterminer les rapports de leurs masses à la masse du soleil, en suivant la marche qui vient d'être indiquée. On a recours alors aux perturbations que chacune de ces planètes détermine par son action sur les autres corps du système planétaire; la grandeur des perturbations que produit une planète dépend en effet du rapport qui existe entre sa masse et celle du soleil, et l'on conçoit que, si ces perturbations ont été mesurées directement par l'observation des positions successives des astres qui les éprouvent, on peut en déduire la valeur de la masse de la planète qui les a occasionnées.

C'est en employant les diverses méthodes qui viennent d'être indiquées, qu'on a trouvé les valeurs suivantes pour les masses des planètes principales, évaluées en prenant la masse du soleil pour unité :

NOMS DES PLANÈTES.	MASSES.	NOMS DES PLANÈTES.	MASSES.
Mercure.	$\frac{1}{2\,025\,810}$	Jupiter.	$\frac{1}{1\,050}$
Vénus.	$\frac{1}{401\,841}$	Saturne.	$\frac{1}{3\,500}$
La Terre.	$\frac{1}{354\,936}$	Uranus.	$\frac{1}{24\,000}$
Mars.	$\frac{1}{2\,680\,337}$	Neptune.	$\frac{1}{14\,446}$

On ne sait rien relativement aux masses des diverses planètes comprises entre Mars et Jupiter, si ce n'est que ces masses sont très petites.

La masse de la lune est $\frac{1}{88}$ de celle de la terre.

Quant aux comètes, on a pu s'assurer dans plusieurs circonstances que leurs masses sont extrêmement petites par rapport aux masses des planètes. Leur mouvement est souvent troublé d'une manière considérable, par l'action qu'elles éprouvent de la part des planètes dans le voisinage desquelles elles viennent à passer; si leurs masses n'étaient pas très petites relativement à celles de ces planètes, elles produiraient en même temps des modifications ap-

préciables dans le mouvement de ces derniers astres : or, on n'a jamais trouvé, dans le mouvement des planètes, rien qui pût être attribué à l'action perturbatrice des comètes. Il est même arrivé qu'une comète a traversé le système des satellites de Jupiter sans que les mouvements de ces satellites aient été troublés en aucune manière.

§ 299. **Pesanteur à la surface du soleil et des planètes.** — L'attraction que le soleil et les planètes exercent sur tous les corps qui les environnent doit s'exercer en particulier sur les corps placés près de leur surface ; et il doit en résulter des phénomènes analogues à ceux que produit la pesanteur à la surface de la terre. Les corps qu'on abandonnerait à eux-mêmes, dans le voisinage de la surface du soleil, tomberaient sur cette surface ; si des obstacles s'opposaient à leur chute, ils exerceraient des pressions sur ces obstacles. Il en est de même pour les corps situés dans le voisinage de la surface d'une quelconque des planètes. Mais cette pesanteur, à la surface des planètes et du soleil, ne s'exerce pas partout avec la même intensité ; elle dépend à la fois de la masse du globe sur la surface duquel on la considère, et du rayon de ce globe, c'est-à-dire de la distance qui sépare la surface du point central où toute la masse pourrait être concentrée sans que l'attraction totale qu'elle exerce fût sensiblement altérée. Il n'est pas difficile de calculer l'intensité de la pesanteur à la surface du soleil ou d'une planète, en tenant compte des deux éléments dont nous venons de parler. Faisons ce calcul pour le soleil.

L'intensité de la pesanteur sur la terre étant représentée par 1, celle qui existe sur la surface du soleil serait représentée par 354 936, si le rayon du soleil était égal à celui de la terre. Mais le rayon du soleil est 112 fois plus grand que celui de la terre (§ 150); l'attraction exercée par le soleil sur sa surface est donc 12 544 fois plus petite que si son rayon était égal à celui de la terre (12 544 est le carré de 112). En divisant 354 936 par 12 544, on trouve 28,30 qui est la mesure de l'intensité de la pesanteur à la surface du soleil : cette intensité est plus de 28 fois plus grande que celle de la pesanteur sur la terre.

Pour se faire une juste idée de ce que signifie ce résultat, on peut concevoir que l'on se serve d'un appareil à ressort, tel que ceux que l'on emploie souvent pour peser les corps. Cet appareil étant gradué, il suffit de suspendre un corps au crochet dont il est muni, pour que la position que prend un index ou une aiguille mobile le long de la graduation, indique tout de suite le poids du corps. Supposons donc que l'on suspende à cet appareil un corps pesant

1 kilogramme, l'aiguille s'arrêtera, sur la graduation, à la division qui correspond à 1 kilogramme. Si ce même appareil, supportant le même corps, était situé près de la surface du soleil, le ressort se trouverait beaucoup plus tendu qu'il ne l'est sur la terre : l'aiguille s'arrêterait à la division correspondant à 28^{kil},3.

Ce que nous venons de dire relativement à la pesanteur sur la surface du soleil, nous pouvons évidemment le répéter sans la moindre difficulté pour les diverses planètes et pour la lune. Le tableau suivant contient les résultats auxquels on arrive ainsi :

NOMS DES CORPS CÉLESTES.	PESANTEUR A LA SURFACE.	NOMS DES CORPS CÉLESTES.	PESANTEUR A LA SURFACE.
Soleil	28,30	Jupiter.	2,45
Mercure	1,15	Saturne	1,09
Vénus.	0,91	Uranus.	1,05
La Terre.	1,00	Neptune	1,10
Mars.	0,50	Lune.	0,16

§ 300. **Perturbations du mouvement de la lune.** — Le mouvement de révolution de la lune autour de la terre est dû à l'attraction que la terre exerce sur la lune. L'orbite de la lune serait une ellipse ayant la terre pour foyer, et cette orbite serait décrite conformément à la loi des aires, si la terre et la lune existaient seules dans l'espace. L'existence des autres corps du système planétaire, et surtout du soleil, fait qu'il est loin d'en être ainsi ; la lune éprouve dans son mouvement des perturbations considérables, beaucoup plus grandes que celles qu'éprouvent les planètes. La lune est incomparablement plus rapprochée de la terre que du soleil ; en sorte que, si la masse du soleil était peu différente de celle de la terre, il ne produirait dans le mouvement de la lune que des inégalités à peine sensibles. Mais la masse du soleil est tellement grande par rapport à celle de la terre, que son action perturbatrice sur la lune produit des modifications très importantes dans le mouvement de ce satellite. Aussi le calcul de toutes les inégalités du mouvement de la lune, qui ne sont pas assez petites pour pouvoir être négligées, constitue-t-il la question la plus complexe de l'astronomie mathématique.

Nous allons voir quelques exemples des inégalités que l'action du soleil détermine dans le mouvement de la lune. Mais pour cela,

il est nécessaire que nous nous fassions d'abord une idée nette de la manière dont le soleil peut agir pour produire ces inégalités.

A chaque instant, la terre et la lune, attirées toutes deux par le soleil, tombent l'une et l'autre vers cet astre central. Les détails dans lesquels nous sommes entré précédemment (§ 290) expliquent suffisamment ce qu'on doit entendre par cette chute de la terre et de la lune vers le soleil. Si les attractions du soleil, sur l'unité de masse de la terre et sur l'unité de masse de la lune, étaient égales et avaient des directions parallèles, la chute des deux corps vers le soleil se produirait exactement de la même manière, et il n'en résulterait aucun changement dans les positions relatives de la lune et de la terre; la lune occuperait successivement, par rapport à la terre, exactement les mêmes positions que si le soleil n'exerçait son attraction sur aucun des deux corps. Mais il n'en est pas ainsi : l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la lune est tantôt plus grande, tantôt plus petite que l'attraction qu'il exerce sur l'unité de masse de la terre, suivant que la distance qui le sépare de la lune est plus petite ou plus grande que celle qui existe entre la terre et lui. En outre, ces attractions ne sont pas dirigées exactement de même, puisque leurs directions passent toujours par le centre du soleil; il n'y a d'exception que lorsque la lune est en opposition ou en conjonction, auquel cas les directions des forces qui tendent à rapprocher la terre et la lune du soleil se confondent en une seule. Cette différence de grandeur et de direction, des actions exercées par le soleil sur l'unité de masse de la terre et de la lune, doit donc occasionner certaines modifications dans les positions que la lune occupe successivement par rapport à la terre. Pour arriver à la connaissance de ces modifications, il nous suffira de raisonner comme on le fait toutes les fois qu'il s'agit d'étudier le mouvement relatif d'un corps par rapport à un autre corps qui est lui-même en mouvement.

Nous imaginerons donc qu'on attribue à l'ensemble de la terre et de la lune un mouvement commun, égal et contraire au mouvement que possède réellement la terre autour du soleil; les positions relatives de la lune et de la terre ne seront nullement altérées par l'existence de ce mouvement commun : mais il en résultera que la terre sera réduite au repos, et que le mouvement total dont la lune se trouvera ainsi animée sera précisément le mouvement que nous cherchons à étudier, c'est-à-dire le mouvement relatif de la lune autour de la terre. Or, attribuer à l'ensemble de la terre et de la lune un mouvement commun égal et contraire au mouvement réel de la terre, cela revient à appliquer, à chaque unité de masse de chacun de ces deux corps, une force égale, parallèle et de sens con-

traire à l'attraction que le soleil exerce sur l'unité de masse de la terre. On peut donc dire que le mouvement relatif de la lune autour de la terre est dû aux actions simultanées de trois forces, savoir : 1° l'attraction que la lune éprouve de la part de la terre ; 2° celle qu'elle éprouve de la part du soleil ; 3° une force qui, pour chaque unité de masse de la lune, est égale, parallèle et de sens contraire à l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la terre. Si le mouvement relatif de la lune autour de la terre était dû uniquement à la première de ces trois forces, il s'effectuerait conformément aux deux premières lois trouvées par Képler pour le mouvement des planètes autour du soleil. Les deux dernières forces tendent à rendre ce mouvement différent de ce qu'il serait si la première agissait seule : la résultante de ces deux dernières forces constitue donc la force perturbatrice due à la présence du soleil, c'est-à-dire la force qui produit toutes les perturbations du mouvement de lune occasionnées par l'action de cet astre.

§ 301. Passons maintenant à l'examen de quelques-uns des effets produits par la force perturbatrice dont nous venons de parler.

Lorsque la lune est en conjonction, elle est plus rapprochée du soleil que la terre ; et, par conséquent, l'unité de masse de la lune est plus fortement attirée par le soleil que l'unité de masse de la terre. Pour avoir la force perturbatrice à cet instant, il faut, comme nous l'avons dit, chercher la résultante de l'attraction exercée par le soleil sur la lune, et d'une force qui, pour chaque unité de masse de la lune, est égale, parallèle et de sens contraire à l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la terre. La première de ces deux composantes est dirigée de la lune vers le soleil ; la seconde composante est plus petite que la première, et lui est d'ailleurs directement opposée, à cause de la position particulière que nous supposons à la lune : la résultante de ces deux forces est donc égale à l'excès de la première sur la seconde, et agit dans le sens de la première, c'est-à-dire qu'elle tend à éloigner la lune de la terre.

Lorsque la lune est en opposition, elle est plus éloignée du soleil que la terre ; et par suite l'attraction qu'elle éprouve de la part du soleil est plus petite que celle qu'éprouve la terre, à égalité de masse ; la force que nous devons composer avec l'attraction du soleil sur la lune, pour avoir la force perturbatrice, est donc plus grande que cette attraction, et lui est encore directement opposée : il en résulte que, dans cette nouvelle position de la lune, la force perturbatrice tend encore à l'éloigner de la terre.

Lors des quadratures, la terre et la lune étant sensiblement à la

même distance du soleil, les deux composantes de la force perturbatrice ont la même valeur; et comme elles sont encore à peu près directement opposées l'une à l'autre, à cause de la grande distance du soleil, il s'ensuit que la force perturbatrice est très petite relativement à ce qu'elle est lors des syzygies.

D'après cela, on voit qu'en moyenne la force perturbatrice due à la présence du soleil tend à éloigner la lune de la terre; le soleil soutient la lune à une distance de la terre plus grande que celle à laquelle elle se trouverait sans l'action de cet astre. Mais on comprend que cette action du soleil sur la lune doit se faire sentir plus ou moins énergiquement, suivant que le soleil est plus ou moins rapproché de la terre et de la lune; lorsque le soleil est à son périgée, il doit soutenir la lune à une plus grande distance de la terre que lorsqu'il est à son apogée. L'orbite de la lune doit donc se contracter peu à peu pendant tout le temps que le soleil met à aller de son périgée à son apogée. pour se dilater ensuite pendant que le soleil revient de son apogée à son périgée.

Ces alternatives d'augmentation et de diminution de la distance moyenne de la lune à la terre amènent des changements analogues dans la durée de sa révolution sidérale. La troisième loi de Képler, qui convient aux satellites aussi bien qu'aux planètes, montre en effet que plus la distance moyenne d'un satellite à sa planète est petite, moins il met de temps à faire un tour entier autour de cette planète. La durée de la révolution de la lune autour de la terre doit donc diminuer, lorsque son orbite se contracte, et augmenter au contraire, lorsque son orbite se dilate; cette durée doit être à son maximum lorsque le soleil est à son périgée, c'est-à-dire vers le 1er janvier, et à son minimum six mois plus tard, vers le 1er juillet.

Ce changement périodique dans la durée de la révolution de la lune est une des inégalités que l'observation a fait connaître avant qu'aucune considération théorique ait pu en indiquer l'existence; c'est l'inégalité connue sous le nom d'*équation annuelle*, dont la découverte est due à Tycho-Brahé (§ 214). En vertu de cette inégalité, la durée de la révolution sidérale de la lune, évaluée chaque année vers le 1er janvier, surpasse de plus d'un quart d'heure la valeur qu'on lui trouve, lorsqu'on la détermine vers le 1er juillet.

§ 302. Nous avons dit (§ 210) que la durée de la révolution sidérale de la lune diminue peu à peu depuis l'époque des plus anciennes observations. La théorie de la gravitation universelle a assigné la cause de cette accélération continuelle du moyen mouvement de la lune. Voici en quoi elle consiste :

Nous venons de voir que, chaque année, le moyen mouvement de

la lune s'accélère et se ralentit, suivant que le soleil s'éloigne ou se rapproche de la terre. Si l'orbite que décrit la terre autour du soleil restait toujours la même, il est clair que le moyen mouvement de la lune reprendrait, à la fin de chaque année, exactement la valeur qu'il avait au commencement de cette année; en sorte que, au bout d'un nombre quelconque d'années, il se retrouverait toujours égal à ce qu'il était d'abord. Il est vrai que le grand axe de l'orbite de la terro ne varie pas (§ 297); mais il n'en est pas de même de son excentricité, qui prend, de siécle en siècle, des valeurs de plus en plus petites. Le changement de forme qui en résulte pour l'orbite de la terre fait que la quantité dont la distance de la lune à la terre est augmentée, en moyenne, par l'action perturbatrice du soleil, n'est pas la même d'une année à une autre : à égalité de grand axe de l'orbite terrestre, le soleil soutient la lune à une distance de la terre, d'autant plus grande, que l'excentricité de cette orbite a une plus grande valeur. La diminution continuelle de cette excentricité entraîne donc une diminution correspondante de la distanco moyenne de la lune à la terre, et, par conséquent, une diminution de la durée de sa révolution sidérale. Le calcul a fait voir que l'accélération du moyen mouvement de la lune, occasionnée, comme nous venons de le dire, par la variation séculaire de l'excentricité de l'orbite terrestre, a précisément la même valeur que celle que l'observation a indiquée dans le mouvement de notre satellite.

La diminution progressive de l'excentricité de l'orbite de la terro ne doit pas persister indéfiniment. Ainsi que nous l'avons dit (§ 297), les inégalités séculaires des excentricités des planètes sont périodiques; l'excentricité de la terre, après avoir encore diminué pendant un certain nombre de siècles, augmentera ensuite, pendant longtemps, pour diminuer encore à une époque plus reculée, et ainsi de suite. Le moyen mouvement de la lune ne s'accélérera donc pas constamment; il commencera à se ralentir, lorsque l'excentricité de l'orbite terrestre cessera de diminuer pour entrer dans sa période d'accroissement; il s'accélérera de nouveau, plus tard, lorsquo l'excentricité de la terre recommencora à décroître, et ainsi de suite.

§ 303. Nous pouvons encore nous rendre compte facilement de la manière dont la rétrogradation des nœuds de l'orbite de la lune (§ 208) est produite par l'action perturbatrice du soleil.

Soit S le soleil, *fig*. 352, T la terre, EE le plan de l'écliptique, et NLN'L' l'orbite de la lune, qui coupe lo plan de l'écliptique suivant la ligne des nœuds NN'. Considérons la lune en un point L

de la partie de son orbite qui est la plus rapprochée du soleil. Représentons l'attraction du soleil sur la lune par la ligne LA ; la

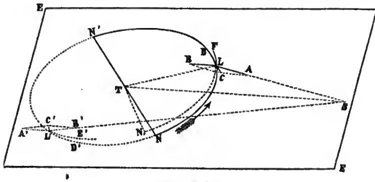


Fig. 352.

force qui, pour chaque unité de masse, est égale, parallèle et de sens contraire à l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la terre, sera représentée par la ligne LB, parallèle à ST, et un peu plus petite que LA, parce que la terre est ici supposée plus loin du soleil que la lune. La force perturbatrice, qui est la résultante des forces LA et LB, sera donc représentée par la diagonale LC du parallélogramme LACB, et l'on voit qu'elle tend à rapprocher la lune du plan de l'écliptique. Sous l'action de cette force, la lune ne reste pas dans le plan mené par la terre T, et par l'arc qu'elle vient de parcourir avant d'arriver en L; au lieu de décrire l'arc LD situé dans ce plan, elle décrit un arc LE compris entre l'arc LD et le plan de l'écliptique; les choses se passent comme si le plan NLT, dans lequel se mouvait la lune avant d'arriver en L, tournait autour de la ligne LT, pour prendre la position N_1LT. Il en résulte que, par suite de l'action de la force perturbatrice LC, la ligne des nœuds NT prend la position N_1T : cette ligne a donc tourné autour de la terre, dans le plan de l'écliptique, en sens contraire du sens dans lequel la lune se meut, c'est-à-dire qu'elle a rétrogradé.

Si nous considérons encore la lune en L', dans la partie de son orbite qui est la plus éloignée du soleil, nous arriverons au même résultat. L'B' et L'A' seront les deux composantes de la force perturbatrice, la seconde étant un peu plus grande que la première, parce que la terre est plus près du soleil que la lune; sous l'action de la résultante L'C' de ces deux forces, résultante qui tend

encore à rapprocher la lune du plan de l'écliptique, elle décrit l'arc L'E' compris entre ce plan et l'arc L'D' qu'elle aurait décrit, si la force perturbatrice n'eût pas agi. Il est aisé de voir qu'il en résulte encore un déplacement de la ligne des nœuds autour de la terre, et dans le sens rétrograde.

Ainsi, lorsque la lune se trouve dans la partie de son orbite, qui est la plus rapprochée du soleil, ou bien dans la partie qui en est la plus éloignée, c'est-à-dire lorsqu'elle est dans les positions auxquelles correspond la plus grande intensité de la force perturbatrice, l'action de cette force donne toujours lieu à une rétrogradation des nœuds; les nœuds doivent donc, en définitive, rétrograder d'une certaine quantité à chaque révolution de la lune autour de la terre. Il faut ajouter que, non-seulement on comprend par ces considérations comment l'action perturbatrice du soleil détermine la rétrogradation des nœuds de la lune, mais encore la vitesse de ce mouvement rétrograde, calculée d'après l'action du soleil, est exactement la même que celle qui est fournie par l'observation du phénomène.

Le changement de position de la lune par rapport au soleil, pendant qu'elle parcourt son orbite autour de la terre, fait que les nœuds ne se déplacent pas toujours avec la même vitesse; leur mouvement rétrograde est plus ou moins rapide aux diverses époques de chaque révolution de la lune. En même temps, quoique, en moyenne, l'action perturbatrice du soleil ne fasse pas varier l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'écliptique, elle produit cependant une altération périodique de cette inclinaison. Ce sont ces deux effets de l'action perturbatrice du soleil qui constituent la nutation de l'orbite lunaire dont nous avons parlé précédemment (§ 209).

§ 304. **Cause de la précession des équinoxes et de la nutation de l'axe de la terre.** — On démontre en mécanique que, si un corps solide, entièrement libre, tourne autour d'une ligne droite placée toujours de la même manière à son intérieur, cet axe de rotation doit conserver aussi constamment la même direction dans l'espace, à moins que le corps ne soit soumis à l'action de quelque force qui tende à changer cette direction. Or, on sait que l'axe de rotation de la terre passe toujours par les mêmes points de sa masse; car s'il en était autrement, si les pôles de la terre se déplaçaient sur la surface du globe, il en résulterait des changements dans les valeurs des latitudes géographiques des divers lieux, changements que la mesure de ces latitudes, à diverses époques, aurait mis en évidence. L'observation n'ayant jamais indiqué la moindre variation dans la latitude de chaque lieu de la terre, on en conclut nécessairement que la ligne des pôles ne change

pas de position à l'intérieur du globe terrestre. Il s'ensuit que l'axe du monde ne devrait pas changer de direction dans l'espace, qu'il devrait toujours aller passer par les mêmes points du ciel, si aucune force n'agissait sur la terre de manière à détruire cette invariabilité de direction de son axe de rotation. Les phénomènes de la précession des équinoxes et de la nutation de l'axe de la terre, que nous avons décrits précédemment (§§ 161 et 172), doivent donc tenir à l'action de certaines forces perturbatrices, qui tendent constamment à modifier la rotation de la terre, en changeant la direction de l'axe autour duquel cette rotation s'effectue.

On a reconnu que c'est l'aplatissement de la terre qui est la cause de ce changement de direction de son axe. Si la terre était exactement sphérique, et que la matière dont elle est formée fût répartie régulièrement autour de son centre, il est clair que les actions exercées par un astre quelconque, le soleil, par exemple, sur ses diverses molécules, se composeraient toujours en une force unique passant par son centre; et que cette force résultante ne ferait que modifier, à chaque instant, le mouvement du centre de la terre dans l'espace, sans exercer aucune influence sur sa rotation autour de ce point. Le défaut de sphéricité de la terre fait que les choses ne se passent pas précisément de cette manière, ainsi que nous allons l'expliquer.

Le globe terrestre, en raison de son aplatissement, peut être regardé comme formé d'une sphère recouverte d'un bourrelet qui s'étend tout du long de l'équateur, en s'amincissant, de part et d'autre de ce grand cercle, jusqu'à se réduire à une épaisseur nulle, près des deux pôles P, P', *fig.* 353. Si l'on prend dans ce bourrelet une petite masse M, située, par exemple, dans le voisinage de l'équateur, on voit que cette masse, participant au mouvement de rotation de la terre, décrit une circonférence de cercle autour de l'axe PP'; on peut l'assimiler, jusqu'à un certain point, à un satellite de la terre qui se mouvrait dans le plan de l'équateur terrestre. Le soleil, en agissant sur ce satellite, dont l'orbite est inclinée sur le plan de l'écliptique, doit produire une rétrogradation de ses nœuds, comme cela a lieu pour la lune (§ 303). Toute autre masse prise dans le bourrelet dont nous avons parlé, et considérée comme un satellite de la terre, éprouverait évidemment, de la part du soleil, un effet

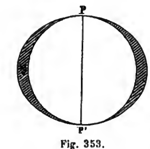


Fig. 353.

analogue à celui que nous venons d'indiquer pour la petite masse M : l'intersection du plan de son orbite avec le plan de l'écliptique changerait progressivement de direction dans ce dernier plan, en tournant dans le sens rétrograde.

Les diverses masses qui composent le bourrelet étant liées les unes aux autres, de manière à former un tout solide, la rétrogradation qu'aurait éprouvée la ligne des nœuds relative à chacune d'elles, si elles eussent été indépendantes les unes des autres, doit persister après leur réunion ; c'est-à-dire que le bourrelet, considéré seul, indépendamment de la masse sphérique qui est à son intérieur, présenterait, dans son mouvement de rotation autour de PP', une circonstance analogue à la rétrogradation des nœuds des orbites circulaires de ses diverses parties : l'intersection du plan de l'équateur de ce bourrelet avec le plan de l'écliptique rétrograderait dans ce dernier plan. Si l'on imagine enfin que le bourrelet soit invariablement lié à la masse sphérique qu'il enveloppe, on voit qu'il devra nécessairement l'entraîner dans son mouvement rétrograde ; seulement, la vitesse de ce mouvement sera beaucoup diminuée par l'adjonction de ce noyau sphérique, dont la masse est extrêmement grande, relativement à celle du bourrelet. On voit, par là, comment l'action du soleil sur les différentes parties du renflement que la terre présente tout du long de l'équateur, et qui s'étend, de part et d'autre de ce grand cercle, en s'amincissant de plus en plus, occasionne un mouvement rétrograde de l'intersection du plan de l'équateur avec le plan de l'écliptique, c'est-à-dire de la ligne des équinoxes ; ce mouvement est précisément celui que nous avons étudié précédemment sous le nom de précession des équinoxes, et que l'observation a dévoilé aux astronomes, bien longtemps avant qu'on ait pu en assigner la cause.

La lune, en agissant comme le soleil sur les diverses parties du renflement équatorial de la terre, tend à produire un effet analogue. Mais le changement assez rapide de la position du plan de son orbite, par rapport au plan de l'écliptique, fait que le résultat de son action sur la partie renflée du globe terrestre ne suit pas les mêmes lois que le résultat de l'action du soleil. Tandis que le soleil détermine un mouvement progressif des équinoxes dans le sens rétrograde, sans changement de l'angle compris entre l'équateur terrestre et l'écliptique, la lune au contraire communique aux équinoxes un mouvement périodique, et fait en même temps varier périodiquement l'obliquité de l'équateur sur l'écliptique ; les périodes de ce mouvement des équinoxes et de la variation de l'obliquité de l'écliptique sont d'ailleurs les mêmes, et égales chacune à la durée

de la révolution sidérale des nœuds de l'orbite lunaire, c'est-à-dire à l'intervalle de temps que l'orbite de la lune partant d'une position quelconque emploie à y revenir. En un mot, tandis que le soleil, en agissant sur la partie renflée de la terre, produit la précession des équinoxes, la lune, par une action analogue, donne lieu à la nutation de l'axe de la terre.

§ 305. **Cause de l'aplatissement de la terre.** — Les phénomènes géologiques nous portent à croire que la terre était primitivement fluide, et que ce n'est que par le refroidissement que sa surface s'est solidifiée. Cette fluidité primitive de la terre, combinée avec son mouvement de rotation sur elle-même, permet d'expliquer facilement la forme légèrement aplatie que présente sa surface.

Une masse fluide, dont les diverses parties s'attirent les unes les autres, tend naturellement à prendre la forme d'une sphère en vertu de ces attractions mutuelles. C'est ainsi que les gouttes de pluie, pendant qu'elles tombent, prennent exactement la forme sphérique, comme on le reconnaît par le phénomène de l'arc-en-ciel, qui serait inexplicable sans cela. La fabrication du plomb de chasse, qui consiste à laisser tomber des gouttes de plomb fondu d'une hauteur assez grande pour qu'elles puissent se solidifier pendant qu'elles sont en mouvement, repose sur cette même propriété. La terre devait donc tendre aussi à prendre la forme d'une sphère parfaite, lorsque son état de fluidité permettait à ses diverses molécules de se mouvoir facilement les unes par rapport aux autres.

Mais le mouvement de rotation dont la terre était animée ne lui a pas laissé prendre exactement cette forme. Chaque molécule éprouvait l'action d'une force centrifuge résultant de son mouvement circulaire autour de l'axe de rotation de la masse tout entière; et cette force a dû modifier la forme que la terre aurait prise, si ses diverses molécules n'eussent été soumises qu'à leurs actions mutuelles. La force centrifuge tendant à éloigner les molécules de la terre, de l'axe autour duquel s'effectuait leur mouvement commun de rotation, il en est résulté un renflement vers l'équateur et un aplatissement vers les pôles. La terre s'est arrêtée à une figure d'équilibre telle que la résultante de l'attraction exercée par la masse entière sur une molécule située en un point quelconque de sa surface, et de la force centrifuge relative à cette molécule, fût dirigée perpendiculairement à la surface en ce point.

La théorie indique que, en vertu de cette action des forces centrifuges, la surface de la terre a dû prendre la forme d'un ellipsoïde de révolution aplati ayant pour axe de figure son axe de rotation. La solidification successive des matières situées à la surface du

globe, ou près de cette surface, s'est effectuée ensuite sans modifier sensiblement la forme de cette surface ; et c'est ainsi que la terre est arrivée à l'état où nous la voyons maintenant, sans cesser de présenter l'aplatissement que son mouvement de rotation lui avait donné tout d'abord.

Les eaux de la mer se trouvent encore actuellement dans les conditions où se trouvait toute la masse de la terre lorsqu'elle était entièrement fluide. L'équilibre de ces eaux s'établit conformément à la condition qui vient d'être indiquée il n'y a qu'un instant ; et la forme de leur surface est sensiblement la même que celle que présentait la surface de la terre avant de s'être solidifiée. C'est ce qui fait que cette surface de la mer, en la supposant prolongée partout, ne s'écarte pas beaucoup de la surface des continents, et que nous avons pu la prendre comme étant la forme d'ensemble de la surface du globe terrestre (§ 93). Nous avons vu que les diverses mesures effectuées sur la terre confirment les indications de la théorie, en montrant que, sauf les irrégularités accidentelles, la surface du globe est sensiblement un ellipsoïde de révolution aplati ayant la ligne des pôles pour axe de figure (§ 108).

§ 306. **Variation de l'intensité de la pesanteur sur la surface de la terre.** — L'aplatissement de la terre, et la force centrifuge résultant de son mouvement de rotation sur elle-même, contribuent à faire varier l'intensité de la pesanteur sur la surface du globe. Comparons, par exemple, deux molécules de même masse situées, l'une à l'un des pôles de la terre, et l'autre en un point de l'équateur. L'attraction que la masse totale de la terre exerce sur la première de ces molécules est plus grande que celle qu'elle exerce sur la seconde, parce que le rayon terrestre qui aboutit au pôle est plus petit que le rayon de l'équateur ; d'un autre côté, la molécule qui se trouve au pôle n'éprouve pas l'effet de la force centrifuge, tandis que cette force agit sur la molécule située sur l'équateur, et contre-balance ainsi une portion de la force qui provient de l'attraction de la masse de la terre sur cette molécule : donc, pour cette double raison, la force en vertu de laquelle la molécule située au pôle tend à se rapprocher du centre de la terre est plus grande que la force analogue relative à la molécule située à l'équateur.

Lorsqu'on s'éloigne de l'un des pôles de la terre, pour se rapprocher de l'équateur, on se trouve à des distances de plus en plus grandes du centre de la terre ; en outre la force centrifuge augmente de plus en plus : il s'ensuit que la résultante de l'attraction exercée par la masse totale de la terre et de la force centrifuge, résultante qui n'est autre chose que ce qu'on nomme la pesanteur, a une

intensité de plus en plus petite. Cette diminution progressive de l'intensité de la pesanteur, à mesure qu'on se rapproche de l'équateur, a été confirmée par l'expérience de la manière suivante :

La durée des petites oscillations d'un pendule (§ 7) dépend évidemment de la grandeur de la force qui agit sur le corps suspendu à l'extrémité du fil, et qui détermine ces oscillations; plus cette force sera grande, plus le temps employé par le pendule à faire une oscillation complète sera court, toutes choses égales d'ailleurs. On comprend donc que l'observation du mouvement d'un pendule, en un lieu quelconque, permette de déterminer l'intensité de la pesanteur en ce lieu; et que, en répétant l'observation en différents lieux de la terre, on puisse constater que l'intensité de la pesanteur varie réellement comme nous venons de l'indiquer. C'est ce qui est arrivé en effet. Il résulte des observations nombreuses qui ont été faites dans un grand nombre de localités, que la vitesse acquise par un corps après une seconde de chute est de $9^{m},7801$ par seconde à l'équateur, et de $9^{m},8308$ par seconde au pôle. On sait qu'à Paris cette vitesse que la pesanteur communique aux corps pendant la première seconde de leur chute est de $9^{m},8088$ par seconde.

La découverte de la variation de l'intensité de la pesanteur sur la surface de la terre est due à Richer. Cet astronome, envoyé à Cayenne en 1672 par l'Académie des sciences de Paris, pour y faire des observations, s'aperçut que l'horloge dont il se servait, et qu'il avait réglée à Paris avant son départ, retardait chaque jour à Cayenne d'une quantité notable; l'intensité de la pesanteur, plus faible à Cayenne qu'à Paris, faisait osciller plus lentement le pendule de son horloge, et c'est ce qui occasionnait le retard observé. Cette découverte donna un grand poids aux idées émises par Newton sur la forme de la surface de la terre, idées dont la variation de l'intensité de la pesanteur était une conséquence naturelle.

§ 307. **Explication du phénomène des marées.** — La surface des eaux de la mer ne reste pas complétement immobile. Si l'on fait abstraction des ondulations plus ou moins fortes qu'elle présente et qui sont dues à l'action du vent, on sait qu'elle s'élève et s'abaisse périodiquement, en effectuant ainsi une oscillation complète dans l'espace d'un peu plus de 12 heures; d'ailleurs, l'amplitude totale de ce mouvement ascendant et descendant varie suivant les époques en chaque lieu, et sa valeur moyenne change généralement quand on passe d'un lieu dans un autre lieu. Ce phénomène constitue ce qu'on nomme les *marées*. La théorie de la gravitation universelle en a fait connaître la cause, et permet d'en expliquer facilement les diverses circonstances, ainsi que nous allons le voir.

D'après ce que nous avons dit (§ 305), la direction du fil à plomb, en chaque lieu de la terre, est celle de la résultante de l'attraction totale de la terre sur le corps pesant dont il est formé et de la force centrifuge développée sur ce corps par la rotation de la terre autour de son axe. Si ces deux forces étaient les seules qui agissent réellement sur le fil à plomb, sa direction resterait constamment et rigoureusement la même par rapport à la surface de la terre. Mais le soleil et la lune, en exerçant leur attraction sur le corps suspendu à l'extrémité du fil, donnent à celui-ci une direction un peu différente de celle qu'il prendrait sans l'action de ces astres ; et comme leur position par rapport au lieu que l'on considère varie continuellement dans l'espace de chaque jour, il en résulte que la déviation qu'ils font éprouver au fil à plomb a lieu tantôt dans un sens, tantôt dans l'autre, et que la grandeur de cette déviation change d'un instant à un autre : en un mot, en vertu de ces actions du soleil et de la lune, le fil à plomb doit osciller continuellement de part et d'autre de la position invariable qu'il prendrait s'il n'était soumis qu'à l'attraction de la terre et à la force centrifuge. Le calcul montre que le plus grand angle formé par deux des positions que le fil à plomb prend ainsi successivement, n'est qu'une très petite fraction de seconde ; cet angle est trop petit pour que le changement de direction du fil puisse être aperçu, quelque soin que l'on mette à l'observer.

Le fil à plomb n'est pas le seul instrument dont on puisse se servir pour reconnaître le changement de direction de la verticale ; un niveau à bulle d'air, ou même un niveau d'eau, pourrait également être employé pour le manifester : mais l'extrême petitesse de la déviation totale du fil à plomb, due aux actions combinées du soleil et de la lune, fait que les niveaux les plus sensibles dont nous nous servons habituellement ne nous indiqueraient aucunement l'existence de cette déviation. On comprend cependant que, si un niveau avait des dimensions suffisamment grandes ; si, par exemple, sa longueur était égale à la distance qui sépare l'Europe de l'Amérique, le changement périodique qu'éprouve la direction de la verticale pourrait devenir facile à apprécier à l'aide de cet immense niveau : on devrait voir la surface du liquide, dans cet instrument, s'élever et s'abaisser périodiquement à chacune de ses extrémités. Or, ce niveau est réalisé par l'océan Atlantique, qui s'étend en effet de l'Europe à l'Amérique ; les oscillations de la surface de l'Océan, qui constituent le phénomène des marées, ne sont autre chose que les mouvements occasionnés dans le liquide par le changement périodique de la direction de la verticale, résultant des actions du soleil et de la lune.

§ 308. Après nous être fait cette idée générale de la cause des oscillations périodiques de la surface de la mer, cherchons à analyser le phénomène plus en détail, afin de reconnaître quelles sont les diverses particularités qu'il doit présenter.

Supposons que la mer s'étende sur toute la surface du globe terrestre, et que la lune agisse seule pour produire les mouvements périodiques dont nous nous occupons. La surface générale des mers ne différant pas beaucoup, dans son ensemble, de la surface d'une sphère, les oscillations que la lune y détermine doivent évidemment être à très peu près les mêmes que si cette surface était rigoureusement sphérique : en sorte que, pour étudier ces oscillations, nous pouvons nous placer dans ce cas simple, et faire abstraction de l'aplatissement et des diverses irrégularités accidentelles de la surface de la mer.

Le corps pesant suspendu à l'extrémité du fil à plomb, que nous supposons installé en un des points de la surface ABCD de la terre, *fig.* 354, éprouve de la part de la lune L une action analogue à celle que la lune éprouve de la part du soleil (§ 300) ; la force perturbatrice due à l'action de la lune sur le corps dont il s'agit est la résultante de l'attraction que la lune exerce sur ce corps et d'une force qui, pour chaque unité de masse, est égale et contraire à l'attraction de la lune sur la terre entière regardée comme condensée au point O. Cette seconde force, toujours parallèle à la ligne OL, tandis que la première est dirigée suivant la ligne qui joint la lune au point considéré sur la terre, est plus grande ou plus petite que la première force, suivant que la distance OL est plus petite ou plus grande que la distance de la lune à ce point de la terre. Il est aisé de voir, d'après cela, que, par suite de la présence de la lune en L, l'intensité de la pesanteur est seulement diminuée en A et en B, sans que sa direction soit changée ; qu'en C et en D, il n'y a pas de changement sensible dans l'intensité, ni dans la direction de

Fig. 354.

cette force; qu'en E et en F le corps pesant du fil à plomb se rapproche de la lune, ce qui donne au fil les directions E*e*, F*f*, au lieu des directions EO, FO; enfin, qu'en G et en H, le corps pesant du fil à plomb est commo repoussé par la présence de la lune, ce qui fait prendre au fil les directions G*g*, H*h*, au lieu des directions GO, HO. La surface de la mer, qui tend toujours en chaque point à se placer perpendiculairement à la direction du fil à plomb, et qui serait exactement sphérique si ce fil était partout dirigé vers le point O, doit donc prendre la forme indiquée par la ligne courbe *mm*; cette surface doit s'allonger dans le sens du diamètre AB dirigé vers la lune, et se rétrécir dans le sens des diamètres tels que CD, qui sont porpendiculaires au premier. En cherchant à déterminer cette forme que la présence de la lune tend à faire prendre à la surface de la mer, on trouve que c'est un ellipsoïde de révolution allongé ayant le diamètre AB pour axe de figure.

Voyons maintenant ce qui doit arriver dans le cas où la lune se meut autour de la terre, comme elle le fait dans l'espace d'un peu plus d'un jour, en vertu de son mouvement diurne. Si la lune reste constamment dans le plan de l'équateur, en tournant ainsi autour de la terre, l'ellipsoïde suivant lequel la surface de la mer se dispose à chaque instant, par suite de son action, tourno en même temps qu'elle autour de l'axe du monde, sans que son axe de figure sorte du plan de l'équateur terrestre. En chaque point de cet équateur, la surface de la mer doit donc monter et descendre deux fois, pendant que la lune fait un tour entier autour de la terre. La mer doit être haute, lorsque la lune passe au méridien du lieu que l'on considère; basse, lorsque la lune se couche; haute, lorsque la lune traverse le méridien au-dessous de l'horizon; et enfin basso, lorsque la lune se lève. La différence de niveau entre une haute mer et une basso mer est d'ailleurs égale à la différence entre le plus grand et le plus petit rayon de l'ellipsoïde *mm*; en calculant cette différence pour le cas où la distance do la lune à la terre a sa valeur moyenne de 60 rayons terrestres, on trouve qu'elle est de $0^{m},50$. En tout point de la surface de la terre, qui n'est pas sur l'équateur, lo même phénomène doit se produire, avec la seule différence que l'amplitude des oscillations de la surface de la mer est plus petite qu'à l'équateur, et d'autant plus petite que le point que l'on considère est plus éloigné de ce grand cercle; aux pôles, l'amplitude des oscillations se réduit à zéro, ou, en d'autres termes, la surface de la mer resto complétement immobile.

Si la lune no se trouve pas dans le plan de l'équateur, c'est-à-dire si sa déclinaison n'est pas nulle, son mouvoment diurne s'ef-

fectue sensiblement suivant un parallèle de la sphère céleste. L'axe de la surface ellipsoïdale de la mer se déplace donc en décrivant une surface conique passant par ce parallèle, c'est-à-dire que les deux sommets de l'ellipsoïde parcourent chacun un parallèle de la terre, ces deux parallèles étant situés de part et d'autre de l'équateur et à égale distance de ce grand cercle. En examinant ce qui doit en résulter dans les divers lieux de la terre, on voit que la mer doit encore s'élever et s'abaisser deux fois pendant que la lune décrit le parallèle céleste sur lequel elle se trouve. L'oscillation de sa surface, pour un point de l'équateur terrestre, s'effectue exactement de même que dans le cas où la déclinaison de la lune est nulle, si ce n'est que son amplitude est moins grande. Pour un point de la terre qui n'est pas sur l'équateur, les deux hautes mers qui se produisent chaque jour ne sont pas les mêmes ; la hauteur qu'atteint la surface de la mer, lorsque la lune passe au méridien au-dessus de l'horizon, est différente de celle qu'elle atteint lorsque cet astre passe au méridien au-dessous de l'horizon. Aux pôles, l'oscillation de la surface de la mer se réduit encore à zéro.

Le soleil exerce sur les eaux de la mer une action analogue à l'action de la lune ; mais, quoique sa masse soit extrêmement grande par rapport à la masse de la lune, son influence sur les oscillations des eaux de la mer est plus faible que celle du satellite de la terre, parce qu'il est à une distance de la terre beaucoup plus grande que la distance de la terre à la lune. En tenant compte de ces deux circonstances relatives à la masse et à la distance, on trouve que l'effet produit par le soleil doit être à celui que produit la lune dans le rapport de 1 à 2,05. Mais, sauf cette différence dans l'intensité des actions des deux astres, le soleil doit occasionner des oscillations de la surface de la mer présentant exactement les mêmes particularités que celles que produit la lune.

Le soleil et la lune agissant en même temps sur la mer, chacun de ces deux astres produit le même effet que s'il agissait seul ; les oscillations dues à l'action du soleil se combinent avec celles que produit la lune, et il en résulte pour la surface de la mer un mouvement complexe, dont il nous est facile d'indiquer les principales circonstances. Supposons que les déclinaisons du soleil et de la lune soient nulles, en sorte que, en vertu du mouvement diurne, l'un et l'autre se meuvent autour de la terre sans sortir du plan de son équateur ; si la lune est en conjonction, les axes des ellipsoïdes dus aux actions isolées de la lune et du soleil sur les eaux de la mer sont dirigés suivant la même ligne droite ; les effets dus à chacun des deux astres s'ajoutent, et il en résulte une oscillation

exactement pareille à celle que déterminerait la lune seule, si ce n'est que son amplitude est plus grande; le rapport de 1 à 2,05, qui existe entre les intensités des actions perturbatrices dues au soleil et à la lune, fait que l'amplitude de l'oscillation produite par les deux astres est à celle que produirait la lune seule, dans le rapport de 3,05 à 2,05, c'est-à-dire que cette amplitude, pour un point de l'équateur, est de $0^m,74$, au lieu de $0^m,50$. Si la lune est en opposition, les axes des deux ellipsoïdes coïncident encore, et l'oscillation de la surface de la mer est exactement la même que lors de la conjonction. Lorsque la lune est en quadrature, les axes des deux ellipsoïdes sont perpendiculaires l'un sur l'autre, en sorte que les effets dus au soleil et à la lune se contrarient; si la mer doit être haute en un point, en vertu de l'action de la lune, elle doit être basse au même instant en vertu de l'action du soleil; et comme l'action de la lune l'emporte sur celle du soleil, il en résulte une oscillation présentant les mêmes circonstances que celle que la lune produirait seule, avec cette différence que son amplitude est plus faible dans le rapport de 1,05 à 2,05; à l'équateur, cette amplitude est de $0^m,26$ au lieu de $0^m,50$. A toute autre époque, comprise entre les syzygies et les quadratures, les axes des ellipsoïdes lunaire et solaire font entre eux un angle aigu; l'existence simultanée des actions du soleil et de la lune fait que la surface de la mer prend la forme d'un ellipsoïde ayant son axe de figure compris dans cet angle aigu, et plus rapproché de l'axe de l'ellipsoïde lunaire que de celui de l'ellipsoïde solaire; la différence entre le plus grand et le plus petit rayon de cet ellipsoïde résultant, passe d'ailleurs par tous les états de grandeur, depuis $0^m,74$ jusqu'à $0^m,26$, lorsque l'angle formé par les axes des ellipsoïdes lunaire et solaire augmente depuis zéro jusqu'à 90 degrés.

Ainsi, en supposant que les déclinaisons du soleil et de la lune restent toujours nulles pendant toute la durée d'une lunaison, l'oscillation de la surface de la mer, en un point de l'équateur, présentera successivement les circonstances suivantes. Lors de la nouvelle lune, la pleine mer arrivera à l'instant où la lune passera au méridien, soit au-dessus, soit au-dessous de l'horizon; la basse mer arrivera à l'instant où la lune se lèvera ou se couchera; la différence du niveau de la pleine mer et de la basse mer sera de $0^m,74$. A partir de cette époque, la lune s'éloignant du soleil sur la sphère céleste, en allant du côté de l'orient, la pleine mer arrivera chaque jour un peu avant le passage de la lune au méridien, et la basse mer un peu avant le lever ou le coucher de cet astre; l'amplitude de l'oscillation diminuera de jour en jour. Lors du pre-

mier quartier, la pleine mer arrivera de nouveau à l'instant du passage de la lune au méridien; et l'amplitude de l'oscillation de la mer se réduira à 0^{m},26. Après le premier quartier, l'amplitude de l'oscillation augmentera continuellement, et la pleine mer n'arrivera plus qu'un peu après le passage de la lune au méridien. Enfin, lors de la pleine lune, la haute mer arrivera de nouveau à l'instant du passage de la lune au méridien ; et la différence de niveau de la haute mer et de la basse mer redeviendra égale à 0^{m},74. A partir de là, pendant la seconde moitié de la lunaison, les choses se passeront exactement de la même manière que pendant la première moitié.

Dans ce même cas, où les déclinaisons du soleil et de la lune restent constamment nulles, l'oscillation de la surface de la mer, en un lieu quelconque non situé sur l'équateur, doit présenter successivement des circonstances entièrement pareilles à celles que nous venons d'indiquer ; si ce n'est que l'intensité du phénomène est moins prononcée, et d'autant moins que la latitude du lieu est plus grande. Aux pôles, la surface de la mer doit rester absolument immobile.

Si enfin nous ne supposons plus que les déclinaisons du soleil et de la lune restent toujours nulles, afin de rentrer dans la réalité, nous verrons que le mouvement oscillatoire de la surface de la mer se compliquera, tout en s'effectuant encore dans son ensemble à peu près comme nous venons de l'indiquer. Les déclinaisons du soleil et de la lune, tantôt grandes, tantôt petites, tant boréales, tantôt australes, donneront lieu surtout à des différences entre les deux marées d'un même jour, pour tout point dont la latitude n'est pas nulle, ainsi que cela avait lieu déjà dans le cas où nous ne considérions que l'action de la lune sur les eaux de la mer. La variation des distances de la lune et du soleil à la terre, en apportant des variations correspondantes dans les intensités de leurs actions sur les eaux de la mer, vient encore compliquer le phénomène. Mais au milieu de toutes ces complications, le mouvement de la surface de la mer est toujours réglé sur le mouvement diurne de la lune autour de la terre; la pleine mer arrive chaque jour à l'instant même du passage de la lune au méridien, ou bien un peu avant ou un peu après ce passage; et comme le temps qui s'écoule entre deux passages successifs de la lune au méridien, au-dessus de l'horizon, est moyennement de 24^{h} 50^{m}, il s'ensuit que l'intervalle de temps compris entre deux pleines mers consécutives a une valeur moyenne de 12^{h} 25^{m}.

§ 309. Le phénomène des marées, tel qu'on l'observe sur les bords de la mer, a une très grande analogie avec le mouvement oscillatoire dont nous venons d'indiquer rapidement les principales

circonstances, cependant il est loin d'être complétement identique avec ce mouvement ; il existe entre eux des différences essentielles que nous allons signaler.

Dans chaque lieu, l'intervalle de temps compris entre deux hautes mers consécutives est bien égal, en moyenne, à $12^h 25^m$; mais la haute mer, au lieu d'arriver à l'instant même où la lune passe au méridien, lors des syzygies et des quadratures, n'arrive qu'un certain temps après ce passage. L'oscillation de la surface de la mer est bien toujours réglée dans son ensemble sur le mouvement diurne de la lune autour de la terre ; mais chacune des phases de cette oscillation est en retard sur l'instant auquel elle devrait se produire, d'après les considérations théoriques qui viennent d'être exposées, et ce retard est d'ailleurs très différent d'un lieu à un autre lieu.

L'amplitude de l'oscillation de la surface de la mer, en chaque lieu, est bien tantôt grande, tantôt petite, et les alternatives d'augmentation et de diminution de cette amplitude se règlent bien sur les phases de la lune, de manière qu'à une même phase correspond toujours à peu près la même différence de niveau d'une haute mer et de la basse mer qui la suit ; mais ce n'est pas à l'époque même de la nouvelle lune ou de la pleine lune que le phénomène a sa plus grande intensité, et ce n'est pas non plus à l'époque des quadratures que son intensité est la plus petite. L'amplitude de l'oscillation augmente et diminue successivement, en suivant exactement les lois qui résultent des considérations théoriques précédentes ; mais les plus grandes et les plus petites valeurs de cette amplitude n'arrivent qu'environ un jour et demi après les époques auxquelles elles devraient arriver d'après ces considérations théoriques.

La quantité dont la surface de la mer s'élève et s'abaisse successivement est en général beaucoup plus grande que celle que nous avons trouvée, en admettant que cette surface prend à chaque instant la figure d'équilibre qui convient à la grandeur et à la direction des actions perturbatrices du soleil et de la lune. Nous avons vu que la plus grande différence de niveau qui puisse exister, dans cette hypothèse, entre une haute mer et la basse mer qui la suit, est seulement de $0^m,74$, à l'équateur, si le soleil et la lune sont à leurs moyennes distances de la terre ; dans le cas où le soleil et la lune se trouveraient tous deux à leurs plus petites distances de la terre, cette différence de niveau ne serait pas beaucoup augmentée : or il existe certaines localités sur les côtes de France, où l'étendue du mouvement de la surface de la mer dans le sens vertical surpasse 13 mètres.

Enfin, lorsque les déclinaisons du soleil et de la lune ne sont pas nulles, et l'on sait que ces déclinaisons peuvent aller jusqu'à 23° ½ pour le soleil, et 28° ½ pour la lune, il devrait y avoir une différence notable entre les hauteurs des deux pleines mers d'une même journée ; et les observations n'indiquent en général qu'une différence insignifiante entre ces hauteurs.

Toutes ces divergences entre les oscillations réelles de la surface de la mer, et le mouvement que les actions perturbatrices du soleil et de la lune sembleraient devoir lui imprimer d'après ce que nous avons dit, tiennent à deux causes distinctes. La première consiste en ce que la terre n'est pas entièrement recouverte d'eau, comme nous l'avons supposé ; et la seconde, en ce que la surface de la mer, au lieu de prendre à chaque instant la forme qui convient à l'équilibre des eaux sous l'action des forces qui leur sont appliquées, est au contraire constamment en mouvement, parce que la forme d'équilibre vers laquelle elle tend change continuellement, et qu'elle ne peut jamais l'atteindre.

Les eaux de la mer, contenues dans un espace limité de part et d'autre par des continents, oscillent dans cet espace, qui forme une sorte de vase de peu de profondeur eu égard à ses dimensions transversales ; leurs oscillations sont entretenues par les actions perturbatrices de la lune et du soleil, dont l'intensité et la direction changent à chaque instant. Lorsque, par suite de ces actions, la surface de la mer doit monter d'un certain côté du bassin qui la renferme, les eaux se portent de ce côté ; la vitesse avec laquelle s'effectue ce mouvement de transport fait que les eaux ne s'arrêtent pas lorsque leur surface a pris l'élévation qui convient à l'équilibre, et qu'elles continuent à se mouvoir dans le même sens, jusqu'à ce que leur vitesse soit complétement détruite par l'action de la pesanteur et par les frottements contre le fond, de sorte que le mouvement oscillatoire, dans le sens vertical, prend ainsi, sur les bords de la mer, des proportions beaucoup plus grandes que si la mer se mettait à chaque instant en équilibre sous l'action des forces qui lui sont appliquées. On comprend par là, non-seulement pourquoi la mer s'élève et s'abaisse beaucoup plus qu'elle ne semblerait devoir le faire sous les actions de la lune et du soleil, mais encore pourquoi, lors des syzygies, la haute mer n'arrive pas précisément à l'instant du passage de la lune au méridien : à cet instant, les actions du soleil et de la lune sont dans les conditions convenables pour soutenir les eaux de la mer à une plus grande hauteur qu'elles ne pourraient le faire avant et après ; mais les eaux, qui ont monté sous ses actions, avant le passage de la lune au méridien, continuent

encore à monter pendant quelque temps, après ce passage, en vertu de leur vitesse acquise.

Si les actions perturbatrices du soleil et de la lune sur les eaux de la mer venaient à disparaître brusquement, les oscillations qu'elles auraient communiquées à ces eaux, jusqu'au moment de leur disparition, ne s'arrêteraient pas aussitôt; elles continueraient encore pendant un certain temps, jusqu'à ce que les résistances provenant des frottements de l'eau sur le fond de la mer les aient complétement détruites. Les actions du soleil et de la lune, au lieu de produire à chaque instant la totalité du mouvement des eaux, ne font que tendre constamment à accroître ce mouvement, puisque celui qui a été produit par les actions antérieures de ces astres persiste encore pendant qu'ils continuent à agir. D'un autre côté, le frottement des eaux sur le fond de la mer tend continuellement à détruire leur mouvement. C'est l'antagonisme de ces deux causes contraires qui détermine les variations d'intensité des oscillations de la mer. Lorsque les actions combinées de la lune et du soleil l'emportent sur le frottement, l'amplitude des oscillations augmente; lorsque c'est le frottement qui l'emporte sur les actions de la lune et du soleil, cette amplitude diminue. On conçoit donc que la plus grande intensité du phénomène des marées ne doit pas avoir lieu précisément aux époques des syzygies; quoique, à partir de ces époques, la force perturbatrice due aux actions combinées des deux astres aille en diminuant, elle l'emporte encore pendant quelque temps sur le frottement, et l'oscillation de la surface de la mer s'accroît jusqu'à ce que l'excès de cette force sur le frottement devienne nul. De même cette oscillation, qui diminue de plus en plus aux approches des quadratures, continue encore à diminuer après ces époques, jusqu'à ce que la force perturbatrice, due aux actions combinées des deux astres, ait assez augmenté pour atteindre la grandeur du frottement auquel elle était inférieure depuis quelque temps.

La même considération, de la persistance du mouvement produit par les actions antérieures de la lune et du soleil, fait voir pourquoi les déclinaisons, quelquefois assez grandes, de ces astres, ne donnent lieu qu'à des différences à peine sensibles entre les hauteurs des deux pleines mers d'un même jour.

§ 310. Les explications que nous venons de donner rendent complétement compte des discordances que la théorie exposée dans le paragraphe 308 présentait avec le phénomène des marées. Mais la considération de la forme et des dimensions des diverses mers, ainsi que des communications plus ou moins larges qui existent

entre elles, permet d'aller encore plus loin, en indiquant la cause des différences très grandes que l'on trouve dans l'intensité de ce phénomène, suivant qu'on l'observe dans tel ou tel lieu.

Dans une mer de petites dimensions, et à plus forte raison dans un lac, il est clair que les oscillations des eaux sous l'action de la lune et du soleil doivent être peu prononcées; dans une grande mer, au contraire, ces oscillations doivent être beaucoup plus intenses. Si une grande mer est limitée de part et d'autre par des côtes s'étendant à peu près suivant deux méridiens, comme l'océan Atlantique qui est compris entre les côtes d'Europe et d'Afrique, d'une part, et les côtes d'Amérique, d'une autre part, ces deux limites forment comme deux barrières, contre lesquelles les eaux sont obligées de s'arrêter dans leur mouvement de transport, qui est dirigé tantôt de l'est à l'ouest, tantôt de l'ouest à l'est; il doit en résulter, vers ces limites, et dans le sens vertical, des oscillations notablement plus grandes que celles qui se produisent dans une vaste mer presque entièrement libre, comme la mer du Sud.

Si deux mers communiquent l'une avec l'autre, les oscillations produites par les actions du soleil et de la lune, dans une quelconque de ces deux mers, se propagent dans l'autre: en sorte que, dans chacune d'elles, il y a à la fois des oscillations produites directement par les actions des deux astres sur l'eau qu'elle renferme, et des oscillations provenant de celles que ces astres occasionnent dans l'autre mer : les marées qu'on y observe sont le résultat de la combinaison de ces deux espèces d'oscillations. Si les deux mers ont des dimensions très différentes, les marées qui ont lieu dans la plus grande sont presque en totalité des marées directes: et, au contraire, celles qui ont lieu dans la plus petite ne sont pour ainsi dire que des marées dérivées, provenant de ce que les oscillations des eaux de la grande mer se propagent de proche en proche dans toutes les parties de la petite.

Les marées sont à peine sensibles dans la mer Méditerranée. Cela tient aux petites dimensions que présente cette mer. Le détroit de Gibraltar, par lequel elle communique avec l'océan Atlantique, n'est pas assez large pour que les oscillations des eaux de cet océan puissent se propager à son intérieur, de manière à y produire des marées dérivées appréciables.

Les marées de l'océan Atlantique occasionnent, au contraire, des marées dérivées très intenses dans la mer de la Manche, avec laquelle il communique très librement. Lorsque la mer devient haute à l'ouest de la France, dans les environs de Brest, le flot de la pleine mer s'avance peu à peu dans la Manche. Cette petite mer

se trouvant resserrée brusquement par la presqu'île du Cotentin (département de la Manche), le flot monte contre la barrière qui s'oppose ainsi à sa marche, et il en résulte des marées extrêmement grandes sur les côtes de la baie de Cancale, et notamment à Granville. De là le flot continue à s'avancer, et la pleine mer a lieu successivement à Cherbourg, au Havre, à Dieppe, à Calais, etc. Cette marche du flot de la marée est rendue sensible par le tableau suivant, qui donne, pour divers ports des côtes de France, le retard de la pleine mer sur l'instant du passage de la lune au méridien à l'époque des syzygies, retard qu'on nomme l'*établissement du port*. Le même tableau contient en outre l'indication de l'amplitude moyenne de l'oscillation de la surface de la mer à l'époque des syzygies.

NOMS DES PORTS.	ÉTABLISSEMENT du port.	HAUTEUR MOYENNE de la marée aux syzygies.
	h m	m
Bayonne (embouchure de l'Adour).	3 30	2,80
Royan (embouchure de la Gironde).	4 1	4,70
Saint-Nazaire (embouchure de la Loire) . . .	3 45	5,30
Lorient.	3 30	4,48
Brest	3 45	6,42
Saint-Malo.	6 0	11,36
Granville.	6 30	12,30
Cherbourg.	7 45	5,64
Le Havre (embouchure de la Seine)	9 15	7,14
Dieppe.	10 30	8,80
Boulogne.	10 40	7,92
Calais.	11 45	6,24
Dunkerque.	11 45	5,36

§ 311. Il est naturel de se demander si le soleil, et surtout la lune, en agissant sur l'atmosphère de la terre, y produisent un effet analogue à celui que ces astres produisent sur la mer et que nous venons d'analyser. Il ne peut pas y avoir le moindre doute à ce sujet. Le soleil et la lune exercent leurs actions sur l'air atmosphérique tout aussi bien que sur l'eau de la mer, et il doit en résulter, dans l'atmosphère, de véritables marées. Mais il reste à voir comment nous pourrons nous apercevoir de ces marées atmosphériques, et si les effets par lesquels elles peuvent se manifester à nous ne sont pas trop faibles pour nous permettre seulement d'en constater l'existence.

Nous ne sommes pas placés de manière à voir la surface extérieure de l'atmosphère terrestre, comme nous voyons la surface de la mer. Ce n'est donc pas par l'observation du mouvement, tantôt ascendant, tantôt descendant, de cette surface extérieure, que les marées atmosphériques peuvent nous être rendues sensibles. Nous nous trouvons, pour ainsi dire, au fond de l'atmosphère ; nous ne pouvons nous apercevoir de l'existence des marées atmosphériques que comme nous nous apercevrions des marées de l'océan, si nous étions placés au fond de la mer. Or, il est clair que le seul effet que nous éprouverions au fond de la mer, par suite des oscillations de sa surface, dues aux actions du soleil et de la lune, c'est un changement périodique dans la pression exercée par l'eau sur les objets qui nous environneraient, en raison de l'augmentation et de la diminution alternative de la hauteur de la colonne d'eau située au-dessus de nous : la pression exercée par l'eau irait en augmentant pendant tout le temps que la surface de la mer s'élèverait, et en diminuant, au contraire, pendant tout le temps que cette surface s'abaisserait. Les marées atmosphériques ne peuvent donc nous être rendues sensibles que par des variations périodiques de la pression exercée par l'atmosphère dans le lieu où nous nous trouvons, c'est-à-dire par des augmentations et diminutions alternatives de la hauteur de la colonne barométrique qui sert de mesure à cette pression.

Observons maintenant que l'atmosphère n'est pas dans les mêmes conditions que la mer, qui se trouve encaissée dans les continents : l'atmosphère environne la terre de toutes parts, et, par conséquent, les motifs que nous avons donnés pour expliquer l'excès considérable de l'amplitude réelle des oscillations de la surface de la mer, sur ce qu'elle devrait être d'après la théorie, ne peuvent pas s'appliquer au cas des marées atmosphériques. L'amplitude totale des oscillations de l'atmosphère, dans le sens vertical et à l'époque des syzygies, ne doit donc pas beaucoup s'éloigner de la valeur de $0^m.74$ que la théorie assigne à cette amplitude. La hauteur de la colonne d'air située au-dessus du lieu où l'on est placé ne doit varier, en vertu des actions du soleil et de la lune, que d'une quantité à peu près égale à cette hauteur de $0^m,74$. Or, on sait qu'une augmentation d'un mètre, dans la hauteur de la colonne d'air qui surmonte un baromètre placé près de la surface de la terre, ne produit qu'une augmentation d'un dixième de millimètre environ dans la hauteur de la colonne barométrique : les oscillations de cette colonne barométrique, dues aux marées atmosphériques, doivent donc être insensibles. La discussion d'un grand nombre de

mesures de la hauteur de la colonne barométrique, correspondant aux diverses phases du mouvement oscillatoire qui constitue ces marées atmosphériques, n'a en effet jamais permis d'y reconnaître la moindre trace de l'influence de ce mouvement sur la pression atmosphérique.

Un très grand nombre de personnes attribuent à la lune une influence sur les changements de temps, sur la végétation, sur la conservation des bois coupés à telle ou telle époque, etc., etc. Cette idée, extrêmement ancienne, est tellement enracinée dans les croyances populaires, qu'elle subsistera probablement encore longtemps, quoique rien ne tende le moins du monde à en constater la vérité, ni dans les considérations théoriques qui ont expliqué tant de phénomènes, ni dans les résultats extrêmement nombreux consignés dans les registres d'observations. La lune, dit-on, produit bien les oscillations périodiques de la surface de la mer : pourquoi n'aurait-elle pas aussi une influence sur l'air atmosphérique, et, par conséquent, sur tout ce qui dépend de l'atmosphère, le beau ou le mauvais temps, la végétation, etc.? Nous venons de voir que la lune doit agir en effet sur l'air comme sur les eaux de la mer, mais que cette action se traduit en définitive par un changement insignifiant dans la pression atmosphérique, ce qui ne peut avoir rien de commun avec les effets que l'on attribue à cette action de la lune. Il est rare que les personnes imbues du préjugé dont nous parlons ne disent pas que leur conviction est fondée sur le résultat de leur propre expérience : et cependant, des observations faites très régulièrement pendant un grand nombre d'années, dans beaucoup de lieux différents, n'ont jamais rien indiqué qui s'accordât avec cette prétendue influence de la lune. Ce n'est qu'en répandant de plus en plus la connaissance des résultats auxquels les sciences ont pu nous conduire, que l'on peut avoir l'espoir de faire disparaître ce reste des croyances astrologiques.

§ 312. **Influence de la rotation de la terre sur les mouvements apparents des corps situés à sa surface.** — Nous avons vu que la rotation de la terre a une influence notable sur l'intensité et la direction de la pesanteur, en donnant lieu au développement des forces centrifuges, qui, en chaque point de la surface du globe, se combinent avec l'attraction exercée par la masse entière de la terre sur les corps qui s'y trouvent. Mais cette influence de la rotation de la terre se fait sentir encore d'une autre manière ; les mouvements des corps qui nous avoisinent ne s'effectuent pas, par rapport à nous, exactement de même que si la terre ne tournait pas autour de son axe. Il est vrai qu'il n'y a généralement

qu'une très faible différence entre les mouvements tels que nous les voyons, et ceux qui se produiraient dans les mêmes circonstances si la terre était immobile ; en sorte que nous n'apercevons même pas cette différence, et que, habituellement, les mouvements que nous observons autour de nous ne nous suggèrent pas l'idée de la mobilité du sol sur lequel nous nous appuyons. Mais il y a des cas dans lesquels la différence dont nous parlons devient très sensible. Nous allons faire connaître les expériences à l'aide desquelles on est parvenu à la manifester d'une manière incontestable.

Si la terre était immobile, un corps qu'on laisserait tomber d'une certaine hauteur, près de sa surface, se mouvrait exactement suivant la verticale menée par son point de départ, et viendrait rencontrer le sol au pied de cette verticale. Le mouvement de rotation de la terre sur elle-même fait qu'il n'en est pas rigoureusement ainsi; le corps qu'on abandonne à l'action de la pesanteur, sans lui donner de vitesse initiale, ne suit pas la verticale de son point de départ, et ne tombe pas sur le sol au point où cette ligne vient le percer.

En effet, le corps étant en A, *fig.* 355, à l'instant où on l'abandonne, se trouve réellement animé d'une certaine vitesse, qui est celle qu'il possédait en arrivant au point A, en vertu de la rotation de la terre ; ce corps est donc dans les mêmes conditions que s'il était lancé horizontalement, à partir du point A, et, en conséquence, il tombe en décrivant une ligne courbe AB. Pendant qu'il se meut ainsi, la terre continue à tourner; la verticale AC, menée par le point de départ du corps, se déplace sans cesser de se diriger vers le point O. Si cette verticale suivait le corps, de manière à passer constamment par la position qu'il occupe sur la ligne courbe AB, un observateur, placé sur la terre et emporté par elle dans son mouvement de rotation, croirait que le corps se meut réellement suivant la ligne AC, puisqu'à chaque instant il le verrait en un des points de cette ligne. Mais il n'en est pas ainsi : nous allons reconnaître sans peine qu'à l'instant où le corps vient rencontrer la surface de la terre en B, la verticale AC de son point

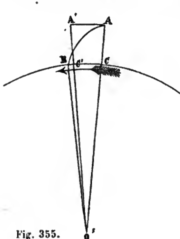


Fig. 355.

de départ est restée en arrière par rapport à lui, et a pris une position telle que A'C'.

Reportons-nous pour cela à ce que nous avons démontré relativement au mouvement d'un corps qui est soumis à l'action d'une force constamment dirigée vers un même point (§ 288), et nous verrons que le mouvement du corps pesant le long de la ligne courbe AB, sous l'action d'une force constamment dirigée vers le point O, doit s'effectuer conformément à la loi des aires; les aires des secteurs décrits dans des temps égaux successifs par la ligne droite qui joint le mobile au point O, doivent être égales entre elles. Si le corps n'avait pas été abandonné au point A, il se serait mû suivant l'arc de cercle AA', au lieu de tomber en parcourant la ligne courbe AB; ce mouvement se serait effectué en vertu de la même vitesse initiale en A, et n'aurait différé du mouvement suivant AB, qu'en ce que la force appliquée au corps aurait été en grande partie détruite par l'obstacle qui aurait maintenu ce corps à une distance invariable de la surface de la terre. Mais, que la force qui agit sur le corps ait telle ou telle valeur, peu importe (commencement du § 289); pourvu que cette force soit toujours dirigée vers le point O, les aires décrites en temps égaux autour de ce point O sont toujours égales entre elles; et les valeurs de ces aires sont les mêmes dans les divers mouvements que le corps peut prendre, en partant du point A, avec une même vitesse initiale, et sous l'action de forces d'intensités différentes, mais passant toujours par le point O. L'aire du secteur ABO, décrit autour du point O, dans le cas où le corps est abandonné à l'action de la pesanteur, doit donc être égale à l'aire du secteur AA'O, qui serait décrit dans le même temps autour de ce point, dans le cas où le corps aurait été maintenu à la hauteur où il se trouvait primitivement : or, l'égalité de ces deux aires ne peut évidemment avoir lieu qu'autant que la ligne A'O rencontre la surface de la terre en un point C' compris entre C et B; c'est-à-dire que le corps pesant, abandonné à lui-même au point A, vient tomber sur la terre en un point B, situé en avant de la position qu'occupe le pied de la verticale du point de départ à l'instant où le corps arrive en ce point B. Le mouvement de rotation de la terre s'effectuant de l'ouest à l'est, on voit que le corps qu'on laisse ainsi tomber d'une certaine hauteur, sans lui donner aucune impulsion, doit rencontrer le sol à l'est du pied de la verticale menée par son point de départ.

Cette déviation vers l'est, qu'éprouve un corps tombant d'une certaine hauteur sans vitesse initiale, ne peut devenir sensible qu'autant que la hauteur de chute est très grande. M. Reich en a

constaté l'existence réelle au moyen d'expériences faites à Freyberg, dans un puits de mine. La hauteur de chute était de 158^m,5. Il a trouvé, en prenant la moyenne des résultats fournis par un grand nombre d'expériences, que la déviation vers l'est avait une valeur de 0^m,0283. En calculant la grandeur que devrait avoir cette déviation, d'après les considérations théoriques qui viennent d'être développées, on trouve 0^m,0276. La différence qui existe entre ces deux nombres est bien faible, eu égard à la grande difficulté de faire exactement des expériences telles que celles dont il s'agit.

§ 313. M. Foucault est parvenu récemment à manifester d'une manière encore plus complète l'influence de la rotation de la terre sur le mouvement apparent des corps situés à sa surface, dans deux cas distincts que nous allons faire connaître.

La première des expériences remarquables qu'il a imaginées dans ce but consiste à observer les oscillations d'un pendule d'une grande longueur, disposé de manière à pouvoir osciller librement, et avec une facilité exactement la même, dans tous les plans verticaux menés par son point de suspension. Un pareil pendule, écarté de sa position d'équilibre, puis abandonné à lui-même sans vitesse initiale, effectue une série d'oscillations dans le plan vertical mené par la position qu'on lui avait donnée d'abord. Si la terre était immobile, le pendule ne sortirait pas du plan vertical dans lequel il a commencé à osciller; son plan d'oscillation, de direction absolument invariable dans l'espace, resterait constamment dirigé vers les mêmes objets situés dans le voisinage du lieu où il est installé. La rotation de la terre sur elle-même fait que les choses ne se passent pas tout à fait ainsi.

Pour nous rendre compte de l'influence que ce mouvement de rotation exerce sur les oscillations du pendule, supposons d'abord que nous nous trouvions à l'un des pôles de la terre, au pôle boréal P, par exemple, *fig.* 356. Si le pendule est mis en mouvement comme nous l'avons dit, et que son point de suspension soit pris sur un corps indépendant de la terre et ne tournant pas comme elle autour de l'axe PP′, il est clair que le plan d'oscillation du pendule conservera une direction invariable dans l'espace; la terre tournera sous lui, sans qu'il participe à ce mouvement de rotation, et les plans des divers méridiens terrestres

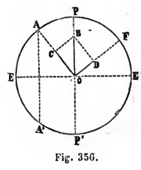


Fig. 356.

viendront successivement coïncider avec le plan vertical dans lequel s'effectuent ses oscillations. Un observateur, placé sur la terre, tournant avec elle autour de l'axe PP′, et n'ayant pas conscience de ce mouvement dont il est animé en commun avec la terre, regardera les méridiens terrestres comme immobiles, et croira en conséquence que le plan d'oscillation du pendule tourne autour de PP′, de manière à venir successivement se placer dans le plan de chacun de ces méridiens; la rotation de la terre s'effectuant de l'ouest à l'est, il verra le plan d'oscillation du pendule tourner de l'est à l'ouest, autour de la verticale menée par son point de suspension, et avec une vitesse angulaire précisément égale à celle que possède la terre dans son mouvement de rotation : si les oscillations du pendule ne s'arrêtaient pas, le plan dans lequel elles s'effectuent semblerait faire un tour entier autour de la verticale, dans l'espace d'un jour sidéral.

Les circonstances que nous venons d'indiquer ne pourraient pas se réaliser, en admettant même que nous pussions en effet nous transporter au pôle boréal de la terre, si la condition de suspendre le pendule à un corps indépendant de la terre était indispensable. Mais il n'en est rien. Si le fil du pendule est attaché par son extrémité supérieure à un corps lié à la terre, et tournant par conséquent avec elle, le plan d'oscillation du pendule n'en conservera pas moins une direction invariable dans l'espace. Pour s'en assurer, il suffit d'attacher le fil du pendule à un corps que l'on puisse faire tourner à volonté sur lui-même, autour de la verticale passant par le point d'attache, pendant que le pendule oscille; en mettant ce pendule en mouvement, puis faisant tourner le corps auquel il est suspendu, soit dans un sens, soit dans l'autre, on voit que le plan d'oscillation ne change pas : le fil, et le corps pesant qui le termine à sa partie inférieure, tournent l'un et l'autre sur eux-mêmes, comme on peut le constater en leur attachant de petits appendices de papier, sans qu'il en résulte aucune altération de la direction du plan d'oscillation. Le point de suspension du pendule, au pôle P, peut donc être pris sur un objet dépendant de la terre et tournant avec elle, sans que les circonstances indiquées plus haut cessent de se produire.

Au pôle austral P′, l'expérience faite de la même manière qu'au pôle boréal P, donnera des résultats analogues; seulement le plan d'oscillation du pendule semblera tourner en sens contraire, à cause de la position inverse de l'observateur : le mouvement de ce plan sera dirigé de gauche à droite au pôle boréal, et de droite à gauche au pôle austral.

En tout autre point de la surface de la terre, on ne voit pas aussi

facilement ce qui doit se produire; mais il est clair que, si le plan d'oscillation du pendule semble tourner dans un sens au point A, il devra sembler tourner en sens contraire au point A', situé symétriquement par rapport à l'équateur EE'. A l'équateur même, le plan d'oscillation devra sembler immobile, parce qu'il n'y a pas de raison pour qu'il semble tourner dans un sens plutôt que dans l'autre.

Pour analyser ce qui se passera au point A, nous nous appuierons sur la proposition suivante, qu'on démontre dans les cours de mécanique. Si l'on représente par la ligne OB l'angle dont la terre tourne autour de son axe dans un temps très court, et que l'on construise le parallélogramme OCBD, ayant ses côtés OC, OD dirigés l'un suivant OA, l'autre perpendiculairement à OA, la rotation OB autour de l'axe PP' équivaut à deux rotations simultanées, l'une autour de OA et représentée en grandeur par OC, l'autre autour de OF et représentée en grandeur par OD. Supposons donc que, pendant un temps très court, la rotation OB de la terre, autour de son axe PP', soit remplacée par les deux rotations OC autour de l'axe OA, et OD autour de l'axe OF; et voyons quelle influence chacune de ces deux rotations partielles peut avoir sur la direction du plan d'oscillation d'un pendule installé au point A. Eu égard à la rotation de la terre autour de l'axe OF, le pendule, placé en A, se trouve dans les mêmes conditions que lorsqu'il est dans un point de l'équateur EE', et que l'on considère la rotation réelle de la terre autour de l'axe PP' : la direction du plan d'oscillation du pendule n'est donc nullement modifiée par l'existence de la rotation de la terre autour de l'axe OF, en sorte que nous pouvons faire abstraction de la rotation OD. Dès lors, la rotation OC subsistant seule, le pendule installé en A doit se comporter comme il le faisait en P, eu égard à la rotation réelle de la terre autour de PP' : le plan d'oscillation du pendule doit sembler tourner autour de la verticale OA, avec une vitesse angulaire égale à celle dont la terre serait animée, si elle ne possédait que la rotation composante OC au lieu de la rotation résultante OB; c'est-à-dire que le temps qu'emploierait le plan d'oscillation à faire un tour entier autour de la verticale OA, si les oscillations du pendule ne s'arrêtaient pas, serait à la durée du jour sidéral dans le rapport inverse des lignes OC, OB. Quant au sens dans lequel s'effectue ce mouvement apparent du plan d'oscillation du pendule au point A, il est évidemment le même qu'au pôle le plus voisin, c'est-à-dire que le plan doit sembler tourner de gauche à droite, en un point quelconque de l'hémisphère boréal, et de droite à gauche, en un point quelconque de l'hémisphère austral.

M. Foucault a réalisé à Paris l'expérience dont nous venons de parler, et cela sur une vaste échelle. Un grand nombre de personnes ont pu la voir, et assister ainsi à une véritable manifestation artificielle du mouvement de rotation de la terre sur elle-même. Un fil d'acier, d'environ 64 mètres de longueur, était solidement encastré par son extrémité supérieure, dans une plaque métallique fixée au centre de la coupole du Panthéon, et supportait une boule de cuivre d'un poids assez fort attachée à son extrémité inférieure. Lorsque le pendule ainsi formé était mis en mouvement, il effectuait ses oscillations avec beaucoup de lenteur; la durée de chacune d'elles était d'environ 8 secondes. Afin de rendre plus sensible le mouvement de rotation du plan d'oscillation autour de la verticale, on disposait deux petits monticules de sable fin *a*, *a*, *fig.* 357, allongés chacun suivant une direction perpendiculaire au plan vertical dans lequel le pendule commençait à osciller, et situés l'un d'un côté, l'autre de l'autre côté de ce plan. Une pointe fixée au-dessous de la boule du pendule venait à chaque oscillation rencontrer ces deux monticules de sable, et les entamait ainsi peu à peu, à mesure que le plan d'oscillation tournait, comme on le voit sur la figure. Il était important que le pendule fût mis en mouvement avec toutes les précautions possibles, pour qu'il commençât sa première oscillation sans avoir la moindre vitesse initiale; pour cela, on dérangeait le pendule de sa position naturelle d'équilibre, et après lui avoir donné

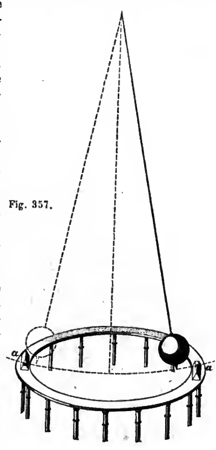


Fig. 357.

l'écartement nécessaire, en raison de l'amplitude qu'on voulait obtenir pour les oscillations, on le maintenait immobile dans cotto position au moyen d'un fil *b*, *fig*. 358, attaché à quelque objet fixe : puis, lorsqu'on voyait que la boule était bien en repos dans cette position particulière, on brûlait le fil *b* à l'aide de la flamme d'une allumette, et le pendule partait aussitôt, en laissant tomber immédiatement la portion du fil *b* qui environnait la boule.

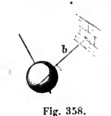


Fig. 358.

L'expérience de M. Foucault a été répétée dans un grand nombre de lieux, et partout elle a bien réussi. Les oscillations ne se conservaient pas assez longtemps pour que lo plan d'oscillation pût faire un tour entier autour de la verticale menée par le point de suspension du pendule; mais il suffisait de mesurer l'angle dont ce plan tournait dans un temps quelconquo, pour reconnaître que la vitesse de ce mouvement de rotation, vitesse qui variait d'un lieu à un autre, était bien d'accord avec les considérations théoriques que nous venons de développer.

§ 314. La seconde expérience de M. Foucault est fondée sur ce principe de mécanique, que si un corps solide, symétrique par rapport à un axe, reçoit un mouvement do rotation autour de cet axe, et qu'aucune force ne vienne ensuite agir sur ce corps pour modifier le mouvement qui lui a été donné, il continue indéfiniment à tourner autour de ce même axe de symétrie, qui conserve d'ailleurs une direction invariable dans l'espace. On comprend que, si l'on réalise ce mouvement de rotation d'un corps symétrique par rapport à un axe, et que ce corps, placé à la surface de la terre, soit mis dans des conditions telles que l'action de la pesanteur qui s'exerce sur lui ne puisse troubler son mouvement en aucune manière, l'invariabilité de direction de son axe de rotation fera ressortir les changements successifs de position qu'éprouvent les objets terrestres voisins, par suite de la rotation do la terre sur elle-même. Si l'axe de rotation du corps paraissait immobile par rapport à ces objets environnants, c'est qu'il participerait au mouvement de rotation de la terre autour de la ligne des pôles, et qu'en conséquence il changerait progressivement de direction dans l'espace. L'invariabilité de sa direction dans l'espace doit donc le faire paraître en mouvement pour les observateurs qui sont placés sur le globe terrestre, et qui tournent avec lui autour de la ligne des pôles : cet axe doit sembler tourner autour do l'axe du monde, en sens contraire du mouvement de rotation de la terre, absolument comme les étoiles,

dont le mouvement diurne n'est qu'une apparence due à la même cause. Il n'y a que dans le cas où l'axe de rotation du corps aurait la direction même de l'axe du monde, qu'il semblerait immobile.

Voici comment M. Foucault a disposé l'appareil, auquel il a donné le nom de *gyroscope*, et qui est destiné à constater l'existence de ce mouvement apparent dû à la rotation de la terre. Un disque métallique *aa*, *fig*. 359 et 360, est monté sur un axe *bb* qui est fixé

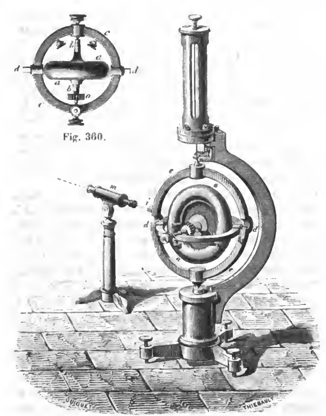


Fig. 360.

Fig. 359.

en son centre et perpendiculairement à ses faces latérales. Ce disque très massif est renflé sur tout son contour, afin que la matière dont il est formé soit reportée autant que possible à sa circonférence. L'axe *bb* est soutenu à ses deux extrémités par deux pivots autour

desquels le disque *aa* peut tourner librement. Ces deux pivots sont portés par un anneau *cc*, muni de deux couteaux *d*, *d*, analogues au couteau de suspension d'un fléau de balance. Les couteaux *d*, *d*, reposent par leurs arêtes dans des échancrures pratiquées en deux points opposés de l'anneau vertical *ee*. Enfin l'anneau *ee* est suspendu à un fil un peu long, ce qui lui permet de tourner facilement autour de la verticale suivant laquelle ce fil se dispose; et pour éviter que cet anneau, avec tout ce qu'il porte, puisse osciller comme un pendule sous l'action de la moindre cause qui le dérangerait de sa position d'équilibre, on l'a muni inférieurement d'une pointe déliée qui pénètre dans un trou assez large pour qu'elle puisse y tourner librement sans éprouver de frottement. Ce mode de suspension du disque *aa*, et de l'axe *bb* qui fait corps avec lui, permet évidemment de faire varier la direction de cet axe *bb* de toutes les manières possibles. En faisant tourner l'anneau *ee* autour de la verticale qui passe par le fil de suspension et par la pointe inférieure, on peut amener l'axe *bb* à être dirigé dans un plan vertical quelconque; en faisant ensuite tourner l'anneau *cc* autour des arêtes des couteaux *d*, *d*, on peut faire varier à volonté l'inclinaison de l'axe *bb*; et ces deux mouvements peuvent s'effectuer sans qu'il en résulte de frottement sensible.

L'appareil a été construit avec le plus grand soin, de manière que le centre de gravité du disque *aa* soit exactement sur son axe de rotation, et que le centre de gravité de l'anneau *cc* chargé du disque se trouve aussi exactement sur l'axe formé par les arêtes des deux couteaux *d*, *d*. Il en résulte que: 1° l'action de la pesanteur n'a aucune influence sur le mouvement de rotation du disque autour de son axe de figure; 2° cette action ne tend en aucune manière à faire varier l'inclinaison de l'axe *bb*, en faisant tourner l'anneau *cc* autour de la ligne de suspension formée par les arêtes des couteaux *d*, *d*.

Pour faire l'expérience, on enlève la partie de l'appareil qui est représentée seule sur la *fig.* 360, et on l'installe dans une machine spéciale destinée à communiquer au disque *aa* un mouvement de rotation très rapide, par l'intermédiaire de la roue dentée *o*. Lorsque le disque est ainsi mis en mouvement, on le replace avec l'anneau *cc* dans la position indiquée par la *fig.* 359. L'axe *bb* étant ainsi dirigé horizontalement, fait un angle avec la ligne des pôles, et doit en conséquence sembler se mouvoir autour de cette ligne, comme nous l'avons expliqué. Mais ce mouvement apparent ne peut s'effectuer qu'autant que l'anneau *cc* tourne peu à peu autour des couteaux *d*, *d*, et qu'en même temps l'anneau vertical *ee* tourne

autour du fil qui le supporte. Ce dernier mouvement peut être observé à l'aide d'un microscope *m*, installé à côté de l'appareil, et dirigé vers une petite plaque divisée *i* que porte l'anneau *ee*; on voit les traits de division de cette petite plaque passer les uns après les autres derrière le point de croisement des fils d'un réticule adapté au microscope, absolument de la même manière que les étoiles observées à l'aide de la lunette méridienne se meuvent par rapport aux fils du réticule de cette lunette (§ 80).

§ 315. **Densité moyenne de la terre.** — La théorie de la gravitation universelle a permis de trouver les masses du soleil et des planètes, rapportées à l'une d'elles prise pour unité (§ 298). Il suffit dès lors de déterminer la masse de l'un de ces corps, comparativement aux masses des corps que nous voyons autour de nous, pour qu'il s'ensuive une connaissance complète de toutes les autres masses. C'est naturellement sur la terre que doit porter cette détermination; et au lieu de chercher un nombre qui représente la masse entière du globe, il est préférable de chercher la *densité moyenne* de ce globe, c'est-à-dire la densité qu'il aurait en tous ses points, s'il était homogène et que sa masse fût égale à ce qu'elle est réellement : il suffira en effet de combiner la densité moyenne de la terre avec son volume, pour en conclure au besoin la valeur de sa masse.

La densité moyenne de la terre a été déterminée par Cavendish. L'appareil dont il s'est servi pour cela est représenté par les *fig.* 361 et 362. Deux petites boules de plomb, x, x, sont suspendues aux extrémités d'une tringle horizontale *hh*, supportée en son milieu par un fil métallique vertical *lgm*; deux fils métalliques *gh* sont destinés à empêcher la flexion de la tringle *hh* sous le poids de ces boules. Le fil de suspension *lgm*, les fils obliques *gh*, la tringle *hh*, et les boules x, x, sont enfermés dans une boîte légère ABCDEF, afin d'éviter l'influence de la moindre agitation de l'air environnant; cette boîte est soutenue par les quatre supports verticaux S, S. Deux boules de plomb W, W, beaucoup plus grosses que les premières, sont suspendues à deux tringles verticales, réunies vers le haut par la pièce *rPr* qui se termine par un boulon *p* traversant une poutre fixe. La pièce *rPr* peut tourner autour du boulon *p*, avec les boules W, W, qu'elle supporte, de manière à les rapprocher plus ou moins des petites boules x, x : cette disposition permet en outre d'amener les boules W, W dans les positions inverses *w*, *w*.

Voici quel est le principe des expériences auxquelles cet appareil a servi. Supposons que le levier horizontal *hh* se mette naturellement en équilibre en se disposant au milieu de la largeur de la boîte

qui l'enveloppe, lorsque les deux grosses boules se trouvent chacune

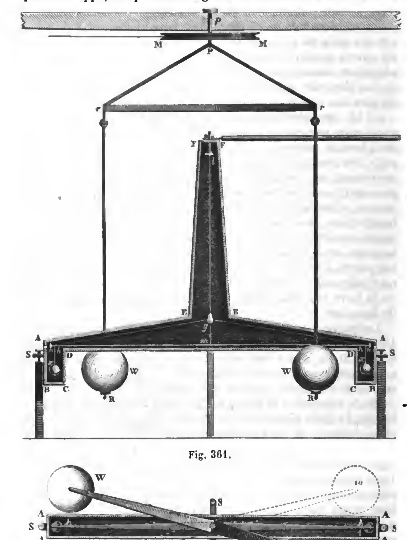


Fig. 361.

Fig. 362.

à égale distance des deux petites boules x, x, c'est-à-dire lorsqu'on

les place dans le plan vertical perpendiculaire à la longueur du levier *hh*. Si l'on amène les deux grosses boules dans les positions W, W, elles attirent à elles les boules x, x, et font ainsi tourner le levier horizontal *hh* d'une certaine quantité autour de son milieu, ce qui ne peut se faire qu'autant que le fil *lg* éprouve une légère torsion; les boules x, x, s'arrêtent dans une position telle que les attractions exercées par les boules W, W, soient contre-balancées par la torsion du fil *lg*. Si l'on amène ensuite les deux grosses boules dans les positions w, w, les petites boules x, x, sont encore attirées par elles, et le fil *lg* se trouve tordu en sens contraire. Il est clair que, en admettant que les positions W, W et w, w des grosses boules soient bien à égales distances des extrémités A, A, de la boîte, l'angle total dont le levier *hh* a tourné autour de son milieu, pour passer de la première position d'équilibre à la seconde, est exactement le double de l'angle compris entre chacune d'elles et la position que prendrait le levier *hh* dans le cas où les boules x, x, n'éprouveraient aucune action de la part des autres boules; la moitié de cet angle total est précisément l'angle de torsion du fil *lg*, déterminé par l'attraction que les grosses boules exercent dans chaque cas sur les boules x, x. La connaissance de cet angle doit permettre d'évaluer la résistance que le fil *lg* oppose au levier *hh*, en raison de la torsion qu'il éprouve, et par suite la grandeur de la force d'attraction de chacune des boules W, W, sur la boule voisine x. En comparant ensuite cette force d'attraction avec le poids de la boule x, qui n'est pas autre chose que l'attraction exercée par la terre entière sur cette boule, et tenant compte du rapport qui existe entre la distance des centres des deux boules x, W, et le rayon de la terre, on peut en conclure le rapport des masses de la terre et de la boule W: ce dernier rapport étant trouvé, on en déduit immédiatement la valeur de la densité moyenne de la terre.

Pour connaître la résistance opposée par le fil *lg*, lorsqu'il a été tordu d'une certaine quantité, il suffit de déranger le levier *hh* de sa position naturelle d'équilibre, puis de l'abandonner à lui-même. La torsion du fil *lg* le ramène à sa position primitive; il dépasse cette position en vertu de sa vitesse acquise; le fil, se tordant en sens contraire, réduit bientôt cette vitesse à zéro, puis ramène de nouveau le levier vers sa position d'équilibre, et ainsi de suite: en un mot, le levier *hh* effectue une série d'oscillations de part et d'autre de cette position. Les oscillations étant déterminées par la résistance que le fil exerce sur le levier *hh*, en vertu de sa torsion, qui a lieu tantôt dans un sens, tantôt dans l'autre, leur durée est liée à l'énergie de cette résistance, et peut servir à en déterminer la

grandeur. On observe donc la durée des oscillations horizontales du levier *hh*, et l'on en déduit la valeur de la résistance que le fil *lg* oppose à la torsion, pour chaque angle d'écartement du levier *hh*. On se sert ensuite de la connaissance ainsi obtenue pour trouver la grandeur de l'attraction exercée par chacune des grosses boules W, W, sur la petite boule voisine, comme il a été dit plus haut.

Les effets à observer, dans ces expériences, sont tellement faibles, qu'on est obligé d'employer toutes les précautions imaginables pour qu'ils ne soient pas troublés et même masqués complétement par des causes accidentelles, telles que le mouvement de l'air et les variations de température. Aussi Cavendish a-t-il disposé son appareil dans une chambre close, *fig.* 363, dans laquelle il n'avait pas besoin de pénétrer. Des lunettes T, T, servaient à observer du dehors, soit l'écartement permanent du levier *hh* sous l'action des deux grosses boules de plomb, soit les oscillations de ce levier sous la seule action de la torsion du fil *lg*. Deux petites règles horizontales divisées *n*, *n*, *fig.* 364, étaient adaptées aux extrémités

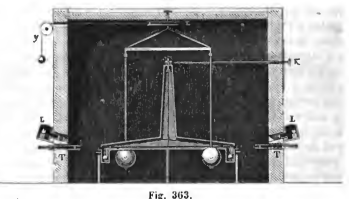


Fig. 363.

du levier *hh*, et marchaient avec lui derrière deux petites ouvertures par lesquelles on pouvait les voir à l'aide des lunettes T, T. Deux lampes L, L, projetaient de la lumière sur ces deux petites règles *n*, *n*. Une tige horizontale, terminée par un bouton K, était en communication par son autre extrémité avec le support du fil vertical *lg*; en faisant tourner le bouton K, on faisait tourner en même temps ce support autour d'un axe vertical, et l'on pouvait ainsi faire en sorte que le levier *hh* fût bien au milieu de la largeur de la boîte, lorsque le fil vertical *lg* n'éprouvait aucune tor-

sion. Enfin, une corde passait dans la gorge d'une poulie MM fixée horizontalement au-dessus de la pièce *rPr*; les deux cordons qui s'en détachaient de part et d'autre sortaient de la chambre par deux petites ouvertures latérales, passaient chacun dans la gorge d'une poulie verticale *y*, et supportaient des corps pesants destinés à leur donner une tension convenable : il suffisait de tirer l'un de ces deux cordons pour que la poulie MM tournât en entraînant avec elle les deux boules W, W, ce qui permettait de placer ces deux boules comme on voulait par rapport au reste de l'appareil.

Les expériences de Cavendish ont été reprises depuis à Freyberg par M Reich, qui y apporta encore plus de soin. Il trouva ainsi que la densité moyenne de la terre est égale à 5,44, en prenant pour unité la densité de l'eau. Ce résultat est très peu différent de celui qui avait été obtenu par Cavendish. La densité des matières qui composent les diverses parties de la surface du globe terrestre est beaucoup plus faible que cette densité moyenne; on en conclut naturellement que la densité doit aller en croissant de la surface au centre.

§ 316. **Densités des planètes.** — La connaissance de la densité moyenne de la terre permet de trouver également les densités moyennes du soleil, de la lune et des planètes. En effet, d'après le tableau de la page 549, on connaît les rapports des masses de ces divers corps à la masse de la terre; on peut en conclure les valeurs que prendraient ces rapports de masses, si les volumes de tous ces corps étaient modifiés de manière à devenir tous égaux au volume de la terre, sans que leurs densités moyennes fussent changées; ces rapports de masses, à égalité de volume, sont évidemment aussi les rapports des densités moyennes correspondantes; la valeur trouvée pour la densité moyenne de la terre, étant multipliée successivement par chacun de ces rapports, fournira les densités que l'on cherche. C'est ainsi qu'on a formé le tableau suivant :

NOMS DES ASTRES.	DENSITÉ moyenne.	NOMS DES ASTRES.	DENSITÉ moyenne.
Soleil	1,37	Jupiter.	1,29
Mercure	15,99	Saturne	0,75
Vénus.	5,02	Uranus	0,98
La Terre.	5,44	Neptune.	1,21
Mars.	5,16	La Lune.	3,37

On voit que la densité moyenne du soleil n'est guère supérieure à celle de l'eau ; que celle d'Uranus lui est à peu près égale ; et que celle de Saturne n'en est que les trois quarts.

§ 317. **Découverte de la rotation de l'anneau de Saturne.** — Les développements dans lesquels nous sommes entrés dans diverses parties de ce chapitre, ne peuvent donner qu'une faible idée de la manière dont la théorie de la gravitation universelle a rendu compte des particularités que l'observation avait fait découvrir dans les mouvements des astres. Toutes les inégalités qui étaient venues successivement éloigner ces mouvements de la simplicité qu'on leur attribuait d'abord, ont été expliquées par cette théorie ; et elle ne s'est pas bornée uniquement à faire connaître la cause de chacune d'elles, elle en a en outre assigné la grandeur et les lois, sans que jamais on ait trouvé par l'observation que les résultats qu'elle avait fournis n'étaient pas conformes aux faits. Cette concordance des inégalités trouvées par l'observation avec ce que la théorie a fait connaître ensuite relativement à chacune d'elles constitue bien certainement une grande preuve en faveur de la théorie de Newton ; mais on en trouve une plus grande encore dans ce fait remarquable, que la théorie a fait trouver une foule d'inégalités que l'observation seule eût eu beaucoup de peine à dévoiler, et que, par l'adjonction de ces nouvelles inégalités à celles déjà connues, on est arrivé à une connaissance beaucoup plus précise du mouvement de chacun des corps du système planétaire. Nous citerons ici deux exemples remarquables de ces résultats que la théorie a indiqués, et qui ont été pleinement confirmés par l'observation. Le premier se rapporte à la rotation de l'anneau de Saturne, et le second à la découverte de la planète Neptune.

Laplace, en cherchant à se rendre compte de l'existence permanente de l'anneau qui environne Saturne, a été conduit à penser que ce corps singulier n'avait pu rester pendant des siècles dans la position qu'il occupe par rapport à la planète, que parce qu'il était animé d'un mouvement de rotation dans son plan et autour de son centre. La force centrifuge, due à ce mouvement de rotation, en se combinant avec l'attraction que les corps placés à la surface de l'anneau éprouvent de la part de la planète et de l'anneau lui-même, peut maintenir ces corps en équilibre ; tandis que, si l'anneau ne tournait pas, les diverses parties qui le composent céderaient peu à peu à l'attraction de la planète, et tomberaient les unes après les autres sur sa surface, ce qui amènerait bientôt la destruction complète de l'anneau. Laplace a calculé la vitesse avec laquelle devait s'effectuer le mouvement de rotation de l'anneau,

pour que l'équilibre dont nous venons de parler pût avoir lieu, et il en a conclu le temps que l'anneau emploie à faire un tour entier sur lui-même.

D'un autre côté, Herschel, qui, à l'aide de ses instruments puissants, observait assidûment les faibles changements d'apparence de l'anneau, trouva qu'ils indiquaient une rotation de cet anneau dans son plan, et il put en déduire la vitesse de ce mouvement.

Les deux savants opérant ainsi en même temps, à l'insu l'un de l'autre, et par des moyens si différents, trouvèrent, pour la durée de la rotation de l'anneau de Saturne, deux nombres presque identiquement les mêmes.

§ 318. **Découverte de la planète Neptune.** — Bouvard, en comparant les formules trouvées par Laplace pour le mouvement d'Uranus, aux positions dans lesquelles cette planète avait été observée à diverses époques, reconnut que la théorie n'était pas d'accord avec l'observation. Les actions perturbatrices dont Laplace avait tenu compte, et qui émanaient surtout de Jupiter et de Saturne, ne pouvaient pas expliquer toutes les irrégularités que l'observation avait fait reconnaître dans le mouvement de la planète. Bouvard eut alors l'heureuse idée d'attribuer les perturbations d'Uranus, dont la théorie ne pouvait pas rendre compte, à l'action d'une planète inconnue jusque-là : il disait même qu'il était persuadé que le diamètre de l'orbite de cette planète était double du diamètre de l'orbite d'Uranus; cette opinion était sans doute fondée sur la loi de Bode (§ 263), qui conduit en effet à très peu près à ce résultat.

L'idée émise par Bouvard en 1821 était regardée comme vraisemblable par tous les astronomes. M. Leverrier, après avoir repris la comparaison de la théorie avec l'observation, et s'être assuré par lui-même que l'action des planètes connues ne pouvait pas expliquer toutes les perturbations d'Uranus, entreprit de déterminer la position que la planète inconnue devait occuper dans le ciel, pour produire les perturbations dont on ne pouvait se rendre compte. D'un autre côté, M. Adams, alors étudiant de l'université de Cambridge (Angleterre), se livra également à l'examen de cette question, sans que ni M. Leverrier, ni lui, se doutassent qu'ils s'occupaient en même temps de la même recherche. Ces deux savants furent ainsi conduits, chacun séparément, à assigner le lieu où devait se trouver la planète inconnue, parmi les constellations; leurs résultats s'accordèrent presque complétement. Mais M. Leverrier publia son travail avant M. Adams; le jour même (23 septembre 1846) où M. Galle, de Berlin, en reçut la nouvelle, il

dirigea une lunette vers le point du ciel indiqué par M. Leverrier, et y vit en effet la planète annoncée, à laquelle on a donné depuis le nom de *Neptune :* le lieu qu'elle occupait réellement était éloigné de moins d'un degré de la position que la théorie lui avait assignée. Il n'est pas possible de trouver une preuve plus éclatante en faveur des théories astronomiques modernes.

CHAPITRE SEPTIÈME.

DES ÉTOILES ET DES NÉBULEUSES.

§ 319. Après avoir parcouru, dans les chapitres précédents, tout le cercle des connaissances que l'on possède relativement au système planétaire, il ne nous reste plus qu'à exposer les notions que l'on a pu acquérir sur le reste de l'univers, et sur le rôle qu'y joue le soleil avec son cortége de planètes et de satellites. C'est ce que nous allons faire dans ce dernier chapitre. Nous donnerons d'abord quelques détails sur ce que l'observation a fait connaître relativement aux étoiles proprement dites; puis, nous nous occuperons des nébuleuses, dont l'étude est d'autant plus importante et curieuse, qu'elle conduit à des idées très probables sur la formation de tous ces corps que nous apercevons au milieu de l'immensité.

ÉTOILES.

§ 320. **Étoiles colorées.** — La lumière des étoiles est généralement blanche comme celle du soleil. Mais il y en a quelques-unes qui présentent une coloration assez prononcée. Nous pouvons citer notamment *Antarès* ou le *Cœur du Scorpion*, *Aldébaran*, *Pollux*, et α d'*Orion*, qui sont rougeâtres; la *Chèvre* et *Altaïr*, qui sont légèrement jaunes. Parmi les étoiles d'un moindre éclat, il y en a qui ont une teinte verte ou bleue.

Il résulte des indications fournies par plusieurs ouvrages de l'antiquité que *Sirius* était anciennement rougeâtre. La lumière de cette belle étoile étant actuellement du blanc le plus pur, on doit en conclure qu'elle a perdu la coloration qu'elle présentait d'abord. C'est à peu près le seul exemple bien constaté que l'on ait du changement de couleur de la lumière d'une étoile.

§ 321. **Changement d'éclat des étoiles.** — Lorsque nous avons parlé de la constellation de la Grande Ourse (§ 66), nous avons dit que les sept étoiles principales qui la composent sont de 2e grandeur, à l'exception de δ qui est de 3e grandeur. A l'époque où Bayer a publié ses cartes célestes, en 1603, la succession des lettres α, β, γ, δ, ..., par lesquelles il désignait les étoiles les plus

brillantes de chaque constellation, indiquait le rang que ces diverses étoiles occupaient les unes par rapport aux autres, eu égard à leur éclat : α s'appliquait à l'étoile dont l'éclat était le plus grand, β à celle qui brillait le plus après la première, γ à la suivante, et ainsi de suite (§ 65). Il est clair, d'après cela, qu'à cette époque, l'étoile δ de la Grande Ourse était plus brillante que les étoiles ε, ζ, η de la même constellation ; et, comme elle est maintenant d'nn éclat bien inférieur à celui de ces trois étoiles, on doit en conclure qu'elle s'est très notablement affaiblie.

On a un assez grand nombre d'exemples d'étoiles dont l'éclat a notablement varié depuis une époque plus ou moins reculée. Les unes se sont affaiblies comme l'étoile de la Grande Ourse dont nous venons de parler, et même plusieurs ont complétement disparu du ciel. D'autres, au contraire, sont devenues plus brillantes qu'elles ne l'étaient d'abord.

§ 322. **Étoiles périodiques**. — Il existe un certain nombre d'étoiles dont l'éclat varie périodiquement. Une des plus remarquables est *Algol*, ou β de *Persée*, dont l'éclat varie de la 2ᵉ grandeur à la 4ᵉ grandeur. Pendant $2^j 14^h$, cette étoile est de 2ᵉ grandeur, sans que son éclat semble changer ; au bout de ce temps elle commence à s'affaiblir, et décroît jusqu'à la 4ᵉ grandeur, dans l'espace d'environ $3^h \frac{1}{2}$; ensuite son éclat augmente de nouveau, et après un même temps de $3^h \frac{1}{2}$ environ, elle se retrouve de 2ᵉ grandeur. A partir de là, elle reste encore invariable pendant $2^j 14^h$, décroît de nouveau, puis revient à son éclat primitif, et ainsi de suite. La durée totale de chacune de ces périodes successives est de $2^j 20^h 48^m$.

L'étoile o de la constellation de la *Baleine* est également périodique ; mais la période de ses variations est beaucoup plus longue, et en outre son éclat diminue tellement à chaque période, qu'elle devient complétement invisible pendant un certain temps. Après avoir brillé comme une étoile de 2ᵉ grandeur, pendant environ quinze jours, elle décroît peu à peu pendant environ trois mois ; il s'écoule ensuite près de cinq mois sans qu'on puisse l'apercevoir, puis elle reparaît et met encore à peu près trois mois à reprendre son plus grand éclat. La durée totale de la période de ses variations est de 334 jours. Ces modifications successives de l'étoile dont il s'agit ne se produisent pas toujours de même ; lorsqu'elle atteint son plus grand éclat, elle n'est pas toujours de 2ᵉ grandeur ; souvent elle s'arrête à la 3ᵉ grandeur. La durée de ce plus grand éclat, et les temps qu'elle emploie, soit à décroître jusqu'à sa disparition, soit à croître après sa réapparition, varient en général d'une période à une autre.

On peut encore citer parmi les étoiles périodiques, δ de *Céphée*, qui varie de la 3e à la 5e grandeur, et dont la période est de $5^j\,8^h\,37^m$; ζ de la *Lyre*, qui varie de la 3e à la 5e grandeur, et dont la période est de $6^j\,9^h\,0^m$; η d'*Antinoüs*, qui varie de la 4e à la 5e grandeur, et dont la période est de $7^j\,4^h\,15^m$; α d'*Hercule*, qui varie de la 3e à la 4e grandeur, et dont la période est de $60^j\,6^h$; χ du *Cygne*, qui varie de la 6e à la 11e grandeur, et dont la période est de $396^j\,21^h$; la 34e du *Cygne*, qui est tantôt de 6e grandeur, tantôt complétement invisible, et dont la période est de 18 ans.

On a cherché à expliquer le changement périodique d'éclat qu'éprouvent les étoiles dont nous venons de parler, en admettant, ou bien que ces étoiles tournent sur elles-mêmes, et nous montrent ainsi successivement des parties de leurs surfaces qui ne sont pas également brillantes, ou bien qu'elles sont environnées de satellites qui circulent autour d'elles et qui viennent de temps en temps s'interposer entre elles et nous, de manière à produire de véritables éclipses. Mais ce ne sont là que de simples conjectures, auxquelles on ne doit attacher que peu d'importance.

§ 323. **Étoiles temporaires.**— Le soir du 11 novembre 1572, Tycho-Brahé, sortant de son observatoire d'Uranibourg, pour retourner chez lui, rencontra un groupe de personnes occupées à regarder dans le ciel une étoile d'un éclat très vif. Cette étoile se trouvait dans la constellation de Cassiopée, à une place où il n'en avait pas existé jusque-là ; et il est certain que, si elle eût été visible une demi-heure auparavant, Tycho-Brahé l'eût aperçue de son observatoire : son apparition avait donc été tout à fait brusque, et elle avait acquis en quelques instants un éclat comparable à celui de Sirius. A partir de là, son éclat alla en augmentant jusqu'à surpasser celui de Jupiter en opposition, et elle devint même visible en plein jour. Au bout d'un mois, en décembre 1572, elle commença à décroître progressivement, et au mois de mars 1574, elle avait complétement disparu. Pendant tout le temps qu'on put la voir, elle conserva une position invariable par rapport aux étoiles voisines.

Cette étoile de 1572 est loin d'être le seul exemple de ce genre. Nous pouvons citer entre autres l'étoile qui se montra subitement dans le ciel, en 125 avant Jésus-Christ, et qui, ayant fixé l'attention d'Hipparque, fut la cause qu'il entreprit son catalogue d'étoiles; une étoile qui parut en l'an 389, près de α de l'Aigle, qui eut, pendant trois semaines, un éclat pareil à celui de Vénus, et qui disparut ensuite entièrement; une étoile très brillante que l'on aperçut le 10 octobre 1604 dans la constellation du Serpentaire, et qui resta visible pendant un an. Une étoile de 3e grandeur parut en 1670

dans la tête du Cygne; cette étoile disparut bientôt, se montra de nouveau, puis disparut encore, après avoir subi, dans l'espace de deux ans, quelques alternatives d'accroissement et de diminution ; depuis cette époque, on ne l'a plus revue.

On ne sait rien sur la cause de ces apparitions et disparitions d'étoiles, quelquefois si subites.

§ 324. **Étoiles doubles, triples.** — Beaucoup d'étoiles, observées à l'œil nu, ou bien à l'aide de lunettes d'un faible grossissement, paraissent comme de simples points lumineux, tandis que, vues dans de fortes lunettes, elles se dédoublent : chacune d'elles se compose de deux étoiles très voisines, qui se confondent de manière à donner l'apparence d'une étoile unique, tant qu'on n'a pas recours à des instruments d'un fort grossissement. Ce grand rapprochement de deux étoiles dans le ciel peut n'être qu'un effet de perspective; il peut se faire que les deux étoiles ne paraissent voisines que parce qu'elles sont à peu près sur une même ligne droite aboutissant à la terre, tout en étant réellement à une grande distance l'une de l'autre. Mais ce n'est que très exceptionnellement qu'il en est ainsi ; on a reconnu que, dans la plupart des cas, les deux étoiles que l'on voit très près l'une de l'autre sont réellement voisines dans l'espace. Pour que l'on se fasse une idée du grand nombre des étoiles qui présentent la singularité que nous venons de signaler, il nous suffira de dire que, sur environ 120 000 étoiles observées par M. Struve à Dorpat, cet astronome en a trouvé 3 057 doubles, c'est-à-dire que moyennement, sur 40 étoiles, il y en a une qui est double. Parmi ces étoiles doubles, M. Struve en a trouvé 987 dans lesquelles la distance angulaire des deux étoiles composantes était de moins de 4″; 675 dans lesquelles cette distance était comprise entre 4″ et 8″; 659 dans lesquelles elle était comprise entre 8″ et 16″; et enfin 736 dans lesquelles elle était plus grande que 16″, sans dépasser 32″.

L'observation suivie d'un certain nombre d'étoiles doubles a fait voir à Herschel que les deux éléments, dont chacune d'elles se compose, tournent l'un autour de l'autre; en même temps la distance angulaire de ces deux éléments augmente et diminue périodiquement. Savary, ayant étudié avec soin les changements successifs de position et de distance des deux étoiles dont se compose l'étoile double ξ de la Grande Ourse, arriva à ce résultat important que le mouvement relatif de l'une de ces deux étoiles autour de l'autre s'effectue conformément aux deux premières lois de Képler. Depuis on a fait pour plusieurs autres étoiles doubles ce que Savary avait fait pour ξ de la Grande Ourse, et l'on a trouvé des

résultats concordants avec celui qu'il avait obtenu. Nous donnons ici, comme exemples, les valeurs trouvées par M. Yvon Villarceau pour les principaux éléments du mouvement relatif des deux parties de quelques-unes des étoiles doubles qui ont été observées avec le plus de soin.

NOMS des ÉTOILES DOUBLES.	DISTANCE MOYENNE des deux ÉTOILES COMPOSANTES VUE DE LA TERRE.	EXCENTRICITÉ de l'orbite RELATIVE.	DURÉE de la RÉVOLUTION.
			ans.
ζ d'Hercule.	1",25	0,448	36, 36
ξ de la Grande Ourse. .	2",44	0,431	61, 58
η de la Couronne boréale.	1",20	0,404	67, 31
p d'Ophiuchus.	4",97	0,444	92, 34

L'extension des lois du mouvement elliptique aux systèmes binaires qui constituent les étoiles doubles montre que les étoiles dont chacune d'elles se compose gravitent l'une vers l'autre, d'après la loi de Newton, de même que les diverses parties de notre système planétaire gravitent les unes vers les autres. On peut ajouter que, dès qu'on sera parvenu à connaître avec une certaine exactitude la distance qui nous sépare d'une étoile double, ainsi que les éléments du mouvement relatif des deux étoiles qui la composent, on en conclura sans peine la valeur de la masse de ces deux étoiles prises ensemble. Car la connaissance de la distance à laquelle se trouve l'étoile double, jointe à celle des dimensions apparentes de l'orbite relative de ses deux parties, conduira à la connaissance des dimensions réelles de cette orbite; en tenant compte de la durée de la révolution, on trouvera la quantité dont chacune des deux étoiles composantes tombe vers l'autre en une seconde de temps; enfin en comparant la quantité ainsi obtenue à la quantité dont la terre tombe vers le soleil dans le même temps, on en déduira le rapport qui existe entre la somme des masses des deux étoiles et la masse du soleil. Les résultats de ce genre, que l'on a pu obtenir jusqu'à présent, sont trop peu exacts pour que nous en fassions mention ici.

Les deux étoiles qui composent une étoile double ne sont pas, en général, de même intensité. Très souvent elles présentent des teintes différentes : ainsi la plus forte des deux est souvent rougeâtre ou jaunâtre, et la plus faible a plus souvent encore une

nuance d'un vert ou d'un bleu assez prononcé. Ces différences de teinte sont certainement dues quelquefois à un simple effet de contraste ; mais il est impossible d'attribuer à cette cause unique la coloration si fréquente et souvent si prononcée qu'on remarque dans les étoiles doubles.

L'observation fait voir qu'il existe dans le ciel des étoiles triples et quadruples, c'est-à-dire formées par la réunion de trois ou quatre étoiles situées réellement à de petites distances les unes des autres. Mais ces étoiles sont beaucoup moins nombreuses que les étoiles doubles. Ainsi, sur les 120 000 étoiles observées par M. Struve, et dans lesquelles il a trouvé plus de 3 000 étoiles doubles, il n'y avait que 52 étoiles triples. On peut citer, parmi les étoiles triples, ζ de l'Écrevisse, et ξ de la Baleine, où les étoiles composantes sont toutes les trois assez brillantes.

§ 325. **Voie lactée.** — Tout le monde connaît cette immense traînée lumineuse qui s'étend à travers un grand nombre de constellations, et qu'on nomme la *voie lactée*. Elle est figurée sur les cartes célestes de la page 173 (planches I et II). Si on la suit dans le ciel, on voit qu'elle fait tout le tour de la sphère céleste, et qu'elle est dirigée dans son ensemble à peu près suivant un grand cercle qui coupe l'écliptique vers les deux solstices. Dans une partie de cet immense contour, un tiers environ, elle se divise en deux branches, qui se dirigent à côté l'une de l'autre, en laissant entre elles un espace de peu de largeur, et se rejoignent à leurs extrémités.

Quand on dirige une lunette vers une partie quelconque de la voie lactée, on reconnaît que la lueur blanchâtre qu'elle présente est due à l'existence d'un nombre prodigieux d'étoiles extrêmement petites, disséminées dans cette région.

On peut se rendre compte de la forme circulaire sous laquelle nous voyons cet amas d'étoiles, en admettant, avec Herschel, qu'elles sont répandues dans l'espace de manière à s'éloigner assez peu d'un plan ; qu'elles forment ainsi, par leur ensemble, une couche ou une sorte de disque dont l'épaisseur est petite, relativement à sa largeur ; et que le soleil, avec les planètes qui l'accompagnent, se trouve situé à peu près au centre de ce disque et au milieu de son épaisseur. On voit en effet que, s'il en est ainsi, nous devons voir la plus grande partie des étoiles qui composent ce disque dans la direction même du plan suivant lequel il s'étend, dans tous les sens, autour de nous, et qu'en conséquence elles doivent nous paraître réparties le long du grand cercle d'intersection de ce plan avec la sphère céleste. Quant à celles de ces étoiles qui sont le plus près de nous, elles doivent nous paraître plus brillantes que les

autres, et nous devons les apercevoir dans toutes les directions possibles, en raison de l'épaisseur du disque dans le voisinage du lieu que nous occupons : toutes les étoiles isolées que nous distinguons à l'œil nu et même avec des lunettes dans les diverses régions du ciel, pourraient ainsi être regardées comme faisant partie du groupe immense et aplati auquel nous attribuons la voie lactée. Une seconde couche d'étoiles, qui viendrait se réunir à la première vers le lieu que nous y occupons, et dont le plan ne ferait qu'un petit angle avec celui de cette première couche, peut rendre compte de la bifurcation que présente la voie lactée dans une partie de sa longueur.

§ 326. **Idée qu'on se fait de la nature des étoiles.** — Tout nous porte à regarder les étoiles comme étant de véritables soleils, analogues à l'astre brillant qui éclaire et vivifie notre système planétaire.

Les étoiles sont beaucoup trop éloignées pour que nous puissions regarder leur lumière comme n'étant que la lumière du soleil réfléchie à leur surface, ainsi que cela a lieu pour les planètes. Les étoiles sont certainement lumineuses par elles-mêmes. Des expériences photométriques, sur la lumière du soleil et sur celle de quelques étoiles, ont montré que si le soleil était transporté à une distance de la terre égale à celle qui nous sépare de ces étoiles, il nous paraîtrait comme une étoile d'un éclat certainement inférieur à celui de plusieurs d'entre elles.

Les mouvements de révolution des étoiles doubles indiquent que ces astres exercent les uns sur les autres de puissantes attractions, et quoiqu'on ne puisse encore assigner d'une manière un peu exacte la masse d'aucune étoile double, cependant les évaluations qu'on a pu en faire pour quelques-unes d'entre elles, tendent à montrer que les masses des étoiles sont tout à fait comparables à la masse du soleil. Il est même très probable que notre soleil est loin d'être le plus gros de ceux que nous voyons répandus en si grand nombre dans l'espace.

L'analogie nous porte à regarder comme probable que chaque étoile est accompagnée de planètes qui circulent autour d'elles, mais que nous ne pouvons apercevoir à cause de leur petitesse. S'il y a des planètes qui dépendent des étoiles doubles, le phénomène du jour et de la nuit sur leurs surfaces doit être beaucoup plus complexe qu'il ne l'est sur la terre ; l'existence de deux soleils, dont les levers et les couchers ne se succèdent pas toujours de même, et dont les lumières ont souvent des teintes très différentes, doit jeter une grande variété dans les jours.

§ 327. **Mouvements propres des étoiles.** — Nous avons

dit que les étoiles conservent constamment les mêmes positions, les unes par rapport aux autres, en sorte que les figures que l'on obtient, en les joignant par des lignes, présentent toujours le même aspect. Il n'en est pas rigoureusement ainsi. Il existe un certain nombre d'étoiles qui sont douées d'un mouvement propre, c'est-à-dire qui se déplacent peu à peu par rapport aux étoiles dont elles sont voisines. Ces mouvements, qui sont tous d'une très grande lenteur, ne peuvent être constatés que par la comparaison d'observations très précises faites à des époques convenablement éloignées les unes des autres. Pour qu'on s'en fasse une idée, nous indiquerons quelques-uns de ceux qui sont le moins lents : une étoile de 7e grandeur de la constellation de la Grande Ourse, désignée par le no 1830 dans le catalogue de Groombridge, se déplace de 7″ par an ; la 61e du Cygne, étoile double dont nous avons fait connaître la distance au soleil (§ 176), se déplace de 5″,3 par an ; la 40e de l'Éridan, qui est aussi une étoile double, marche de 4″ par an ; μ de Cassiopée décrit annuellement un arc de 3″,7. On comprend qu'il faut un assez grand nombre d'années pour que de pareils déplacements altèrent d'une manière appréciable les configurations des constellations dont ces étoiles font partie. Parmi les étoiles principales de chaque constellation, il y en a bien quelques-unes qui ont des mouvements propres ; mais ces mouvements sont, en général, beaucoup plus faibles que ceux que nous venons de citer ; c'est ce qui fait que l'aspect des constellations, déterminé surtout par les étoiles les plus brillantes qu'elles renferment, a été regardé pendant longtemps comme étant absolument le même à toutes les époques.

§ 328. **Mouvement de translation de notre système planétaire.** — Les mouvements propres des étoiles peuvent être dus à des déplacements réels de ces astres dans l'espace, ou bien n'être que des apparences dues à ce que le soleil se meut lui-même en emportant avec lui les planètes et les satellites qui l'environnent.

Dans le premier cas, il est probable que, les mouvements des étoiles étant indépendants les uns des autres, leurs directions ne satisferaient à aucune loi ; ces mouvements seraient dirigés dans tous les sens.

Dans le second cas, au contraire, si les mouvements des étoiles n'étaient que des apparences dues au mouvement de translation du soleil dans l'espace, il en serait tout autrement. Les étoiles situées dans la région du ciel dont nous approcherions progressivement, devraient sembler s'écarter peu à peu les unes des autres ; leurs distances angulaires devraient s'accroître en raison de la diminution de la distance qui nous en sépare. Les étoiles situées du côté

opposé, c'est-à-dire dans la région du ciel dont nous nous éloignerions, devraient sembler se rapprocher les unes des autres. En un mot, les diverses étoiles du ciel devraient sembler s'éloigner du point de la sphère céleste vers lequel serait dirigé le mouvement du soleil, pour se rapprocher du point de cette sphère qui serait diamétralement opposé au premier. Quant à la vitesse de ce mouvement apparent des différentes étoiles, elle varierait de l'une à l'autre, suivant la distance plus ou moins grande qui nous sépare de chacune d'elles; en sorte que cette vitesse pourrait n'être sensible que pour un certain nombre d'étoiles, tandis que les autres, en raison de leur énorme éloignement, paraîtraient immobiles dans le ciel, malgré le déplacement que nous éprouverions.

Quand on compare entre eux les divers mouvements propres d'étoiles que l'on a pu déterminer, on voit que leurs directions ne satisfont pas à cette loi simple que nous venons d'indiquer, pour le cas où ces mouvements ne seraient que des apparences dues à la translation du soleil dans l'espace. Cependant ils sont loin de présenter le caractère de mouvements entièrement indépendants les uns des autres. Ils ne sont pas dirigés de toutes les manières possibles; on remarque dans leur ensemble une certaine tendance à affecter une direction particulière plutôt que toutes les autres. On est conduit par là à admettre que les mouvements propres des étoiles proviennent à la fois des deux causes que nous venons de signaler; c'est-à-dire que les étoiles se déplacent réellement dans l'espace, et que le soleil se meut aussi, en emportant avec lui les planètes

Herschel, par une étude convenable de la question dont il s'agit, reconnut que le soleil marche vers un point situé dans la constellation d'Herculo. Depuis, M. Argelander, en discutant 390 mouvements propres d'étoiles, confirma pleinement le résultat obtenu par Herschel; il trouva que le point du ciel vers lequel est dirigé le mouvement du soleil avait, en 1800, une ascension droite de 260° 50′,8, et une déclinaison boréale de 31° 17′,3 : ce point est un peu au nord de l'étoile λ de la constellation d'Hercule (voy. la planche II, page 173). D'après ces mêmes recherches, la vitesse du soleil dans l'espace est au moins égale à la vitesse de la terre dans son mouvement de révolution autour du soleil.

§ 329. **Étoiles filantes.** — Avant de terminer ce qui se rapporte aux étoiles, disons un mot de ce qu'on nomme *étoiles filantes*. Tout le monde a vu ces points brillants, qui ressemblent complétement à des étoiles, qui se meuvent rapidement dans le ciel, de manière à traverser plusieurs constellations en quelques instants, et qui disparaissent ensuite. Il est rare qu'on n'en aperçoive pas,

quand, par une belle nuit sans nuages, on reste un certain temps dans un lieu d'où l'on découvre une partie du ciel étoilé.

Les étoiles filantes ne sont pas des étoiles. Ce sont des corps de petites dimensions, comme des pierres, qui traversent rapidement l'atmosphère terrestre, et qui s'échauffent assez, par leur frottement contre les molécules d'air, pour devenir incandescents. Quelquefois ces petits corps tombent sur la terre, et alors ils constituent ce qu'on nomme des *aérolithes*; d'autres fois, ils disparaissent sans avoir atteint la surface du globe. On explique les étoiles filantes en admettant qu'il existe, dans l'espace, un grand nombre de petits corps qui se meuvent en obéissant aux attractions du soleil et des planètes; que la terre, dans son mouvement annuel autour du soleil, vient en rencontrer successivement un certain nombre; que ceux dont elle s'approche suffisamment sont attirés par elle jusqu'à venir se réunir à sa masse; tandis que d'autres ne font que pénétrer d'une petite quantité dans l'atmosphère, d'où ils sortent ensuite pour continuer leur mouvement dans l'espace.

Les observations suivies, que l'on a faites depuis un certain nombre d'années, montrent que les petits corps dont nous venons de parler ne sont pas uniformément répandus dans les diverses régions que la terre traverse dans son mouvement annuel. Il existe des espèces de couches ou d'amas de ces corps; en sorte que, lorsque la terre vient à s'approcher des régions où elles se trouvent, le nombre des étoiles filantes que l'on peut observer devient beaucoup plus grand qu'il ne l'est habituellement : quelquefois même on en voit des quantités prodigieuses. On se fera une idée des circonstances que nous signalons ici, en jetant les yeux sur les tableaux suivants, publiés par M. Coulvier-Gravier, qui se livre avec une grande assiduité à l'observation des étoiles filantes.

JOURS D'OBSERVATIONS.	NOMBRES d'étoiles filantes vues en 1 h.	JOURS D'OBSERVATIONS.	NOMBRES d'étoiles filantes vues en 1 h.
5 août 1853	20	9 août 1853	49
6 » »	19	10 » »	56
7 » »	23	11 » »	38
8 » »	33	12 » »	34

Ce tableau montre que le nombre des étoiles filantes vues en une heure a atteint une valeur maximum, le 10 août 1853. Depuis un

assez grand nombre d'années, on a constaté l'existence d'un pareil maximum à la même époque. Mais le nombre d'étoiles filantes observé en une heure, à l'époque de ce maximum, varie d'une année à une autre, comme on va pouvoir en juger.

ANNÉES.	NOMBRE HORAIRE maximum.	ANNÉES.	NOMBRE HORAIRE maximum.	ANNÉES.	NOMBRE HORAIRE maximum.
1837	59	1843	78	1849	98
1838	62	1844	80	1850	83
1839	65	1845	85	1851	71
1840	68	1846	92	1852	60
1841	72	1847	102	1853	52
1842	74	1848	113		

C'est en 1848 que le nombre d'étoiles filantes observé en une heure, à l'époque du maximum d'août, a été le plus grand ; depuis 1848, ce nombre a été constamment en diminuant, et il est très possible que, bientôt, le maximum correspondant au mois d'août disparaisse complétement.

Un maximum analogue à celui d'août a été observé pendant un certain temps, au mois de novembre; ce maximum, après avoir augmenté jusqu'en 1833, a diminué ensuite, et au bout de quelques années, il n'en est plus resté de traces.

NÉBULEUSES.

§ 330. On donne le nom de *nébuleuses* à des taches blanchâtres que l'on voit çà et là, dans toutes les parties du ciel, et dont l'aspect a beaucoup d'analogie avec celui des petits nuages que l'on aperçoit souvent dans l'atmosphère de la terre.

La première nébuleuse dont il ait été question est celle d'Andromède, *fig.* 364, signalée en 1612 par Simon Marius, qui la compare à la flamme d'une chandelle vue à travers de la corne. Cette nébuleuse est visible à l'œil nu ; elle se trouve près de l'étoile ν de la constellation d'Andromède.

En 1656, Huygens découvrit une grande nébuleuse dans la constellation d'Orion, près de la Garde de l'Épée, *fig.* 365. Cette nébuleuse a une forme très irrégulière.

En 1716, Halley ne connaissait en tout que six nébuleuses; les travaux de Lacaille et de Messier en portèrent le nombre à 96.

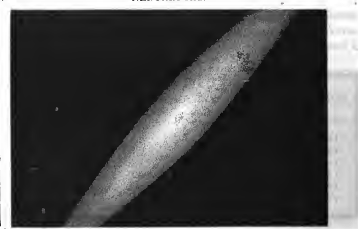


Fig. 364.

Fig. 365.

Herschel, à l'aide de ses instruments puissants, augmenta considérablement ce nombre : il découvrit, à lui seul, 2 500 nébuleuses.

Les nébuleuses ont des formes très diverses. Pour qu'on puisse

Fig. 366. (Æ = 272° 42′, D = 16° 15′ A).



Fig. 367. (Æ = 281° 49′, D = 32° 49′ B).



Fig. 368. (Æ = 97° 28′, D = 8° 53′ B.)

s'en faire une idée, nous donnons encore ici les figures de quatre



Fig. 369. ($\mathcal{R}$ = 200° 40', D = 48° 4' B.)



Fig. 370. ($\mathcal{R}$ = 84° 4', D = 21° 53' B.)

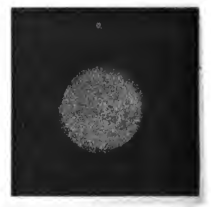


Fig. 371. ($\mathcal{R}$ = 232° 17', D = 6° 33' B.

autres nébuleuses, *fig*. 366 à 369, avec l'indication de l'ascension droite (Æ) et de la déclinaison (D) de chacune d'elles. La première, *fig*. 366, a la forme de la lettre grecque Ω. La seconde, *fig*. 367, a simplement la forme d'un anneau légèrement elliptique. La troisième, *fig*. 368, a beaucoup d'analogie avec une comète dont la queue s'élargirait un peu en éventail. Enfin, la quatrième, *fig*. 369, est double, et la partie principale se compose d'une sorte de noyau environné d'un anneau circulaire, qui se divise en deux branches dans une portion de son contour.

§ 331. **Nébuleuses résolubles.** — Parmi les nébuleuses, il y en a beaucoup qui ne sont autre chose que des amas d'étoiles très petites et très nombreuses. Quand on les observe avec des lunettes d'un faible grossissement, on ne peut pas distinguer les étoiles dont elles sont formées; elles paraissent alors comme de simples taches blanches, d'un éclat plus ou moins prononcé dans leurs diverses parties. Mais, si l'on se sert d'instruments de plus en plus forts, on finit par voir nettement qu'elles ne sont que des agglomérations de points brillants isolés. Les nébuleuses qui sont susceptibles de se *résoudre* ainsi en étoiles, quand on se



ig. 372. (Æ = 321° 10′, D = 1° 34′ A.)

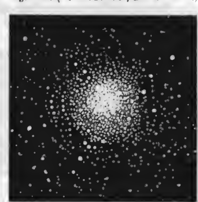


Fig. 373. (Æ = 227° 29′, D = 2° 44′ B.)



Fig. 374. (Æ = 248° 54′, D = 36° 47′ B.)

sert d'un grossissement convenable, sont désignées sous le nom de *nébuleuses résolubles*.

Le grossissement nécessaire pour faire apercevoir les étoiles dont se compose une nébuleuse résoluble, n'est pas le même pour toutes ces nébuleuses. C'est ainsi que le groupe des Pléiades, dont nous avons précédemment indiqué la position dans le ciel (*fig.* 116, page 126), et qui présente l'aspect d'une nébuleuse aux personnes dont la vue n'est pas bien bonne, se résout en étoiles sans le secours des lunettes; il suffit d'avoir une bonne vue, pour y distinguer facilement six ou sept étoiles. Certaines nébuleuses n'exigent qu'un assez faible grossissement pour se résoudre en étoiles; pour d'autres, il faut un grossissement plus fort; il y en a qui ne se résolvent en étoiles que par l'emploi des plus forts grossissements dont on puisse disposer; il y en a, enfin, qui présentent à peine une légère tendance à se réduire en étoiles, malgré l'emploi de ces grossissements extrêmes. Les *fig.* 370 à 374 représentent des nébuleuses résolubles vues dans des instruments d'une grande puissance. Si dans les premières on distingue difficilement un commencement de décomposition en étoiles, cela tient à ce qu'il eût fallu se servir de lunettes plus puissantes encore, pour les amener à prendre l'aspect des dernières.

§ 332. **Nébuleuses non résolubles.** — Lorsqu'une nébuleuse, vue dans une lunette d'un très fort grossissement, ne donne pas la moindre apparence de décomposition en étoiles, on peut dire que la différence qu'elle présente avec une nébuleuse résoluble n'est due qu'à ce que le grossissement de la lunette employée n'est pas assez fort; en sorte que, d'après cette idée, si nous pouvions augmenter indéfiniment la puissance de nos instruments, nous parviendrions à résoudre en étoiles toutes les nébuleuses connues. Cela est vrai pour un grand nombre des nébuleuses que l'on n'a pas encore pu résoudre; mais cela n'est pas vrai pour toutes. Il y en a beaucoup dont l'aspect est tel, qu'il n'est pas possible de les regarder comme des agglomérations d'étoiles; ce sont évidemment des amas d'une matière vaporeuse et diffuse, répandue en quantité plus ou moins grande dans diverses régions de l'espace. On peut les comparer, quant à leur nature intime, aux comètes, qui conservent toujours l'aspect nébuleux, malgré la faible distance qui nous en sépare lorsque nous pouvons les observer.

Les nébuleuses sont donc de deux espèces très différentes, savoir: 1° les nébuleuses résolubles, ou agglomérations d'un grand nombre d'étoiles réunies dans un petit espace; 2° les nébuleuses non

résolubles, ou nébuleuses proprement dites, formées d'une matière diffuse, à laquelle on donne souvent le nom de *matière nébuleuse*.

§ 333. **Le soleil fait partie d'une nébuleuse résoluble.** — Nous avons dit (§ 325) que la voie lactée s'explique naturellement, en admettant que le soleil se trouve au milieu d'un amas d'étoiles réunies en très grand nombre, de manière à former, par leur ensemble, un immense disque aplati. Cet amas d'étoiles est entièrement analogue à ceux dont nous venons de parler et qui constituent les nébuleuses résolubles. On peut donc dire que le soleil est une des étoiles composantes d'une nébuleuse résoluble.

Nous ne pouvons nous dispenser de signaler ici l'analogie frappante qui existe entre cette nébuleuse, dont nous faisons partie, et la nébuleuse représentée par la *fig.* 369. Un observateur, qui se trouverait placé vers le centre de la plus grande des deux portions de cette dernière nébuleuse, verrait la partie annulaire qui l'environne se projeter dans le ciel, en prenant exactement l'apparence que nous présente la voie lactée; la bifurcation qui existe dans un tiers du contour de la voie lactée n'y manquerait même pas.

C'est en s'appuyant sur ces notions si grandioses, relatives à la distribution générale des étoiles par groupes constituant les nébuleuses résolubles, que M. Laugier a été conduit à s'occuper d'un travail immense, ayant pour objet de déterminer le mouvement de translation de notre système planétaire, autrement qu'on ne l'a fait jusqu'à présent. S'il est vrai que le soleil et les diverses étoiles isolées que nous apercevons dans le ciel appartiennent à une de ces nébuleuses, le mouvement de translation du soleil, déterminé par l'observation des mouvements propres d'un certain nombre d'étoiles, ne peut être qu'un mouvement relatif; le mouvement d'ensemble que la nébuleuse tout entière pourrait posséder dans l'espace ne se fait sentir, en aucune manière, dans la comparaison des positions que ses diverses parties occupent successivement, les unes par rapport aux autres; les recherches que l'on a faites jusqu'à présent, et d'après lesquelles le soleil se meut vers la constellation d'Hercule (§ 328), ne peuvent faire connaître que le déplacement de cet astre à l'intérieur de sa nébuleuse, sans rien indiquer sur le déplacement de la nébuleuse dans l'espace. Pour arriver à constater le mouvement de cette nébuleuse, dont le soleil fait partie, et à déterminer la grandeur et la direction de la vitesse avec laquelle ce mouvement s'effectue, il est nécessaire de prendre des points de repère en dehors de la nébuleuse elle-même : or, les diverses nébuleuses résolubles, que l'on aperçoit de tous côtés dans le ciel,

satisfont bien à cette condition, puisqu'elles constituent des systèmes d'étoiles analogues à celui dont on veut trouver le mouvement, et isolés les uns des autres dans l'espace. C'est pour cela que M. Laugier s'occupe activement de construire un catalogue de nébuleuses, avec toute l'exactitude que comportent actuellement les observations astronomiques. La comparaison de ce catalogue avec ceux qui pourront être faits plus tard permettra de déterminer les mouvements propres des nébuleuses sur la sphère céleste; et, par suite, on en déduira, relativement au mouvement du soleil dans l'espace, des notions plus complètes que celles que l'on a pu obtenir à l'aide des mouvements propres des étoiles.

§ 334. **Transformation des nébuleuses en étoiles.** — L'observation très attentive des nébuleuses proprement dites a conduit Herschel à penser que la matière nébuleuse dont elles sont formées se condense peu à peu, et que, par cette condensation, elle donne naissance à des étoiles. L'extrême lenteur avec laquelle doit s'effectuer une pareille transformation fait qu'on ne peut pas espérer être témoin de la production de changements appréciables dans la disposition relative des diverses parties d'une nébuleuse; mais on remarque facilement, dans beaucoup de ces corps, des circonstances qui indiquent que la transformation dont nous parlons a commencé à se produire.

Plusieurs des nébuleuses, à forme plus ou moins bizarre, telles que celles que représentent les *fig.* 365 et 366, présentent, dans quelques-unes de leurs parties, des accumulations évidentes de matière nébuleuse autour de certains points, qui sont comme des centres d'attraction. D'un autre côté, un grand nombre de nébuleuses affectent une forme arrondie, avec une condensation marquée vers leurs centres de figure. Cette concentration de la matière nébuleuse autour du centre d'attraction se montre d'ailleurs à des degrés d'avancement plus ou moins prononcés, dans les différentes nébuleuses dans lesquelles on l'observe; en sorte que, par le rapprochement des apparences diverses qu'elles présentent, on a, pour ainsi dire, une image des transformations qu'une nébuleuse doit subir successivement pour passer complétement à l'état d'étoile.

A l'inspection des quatre figures ci-jointes, *fig.* 375 à 378, ne semble-t-il pas qu'on voie la matière d'une nébuleuse globulaire se concentrer peu à peu en son centre, jusqu'à ce qu'une étoile se forme à ce centre même? Il n'y a plus qu'à suivre, par la pensée, cette condensation progressive au delà de l'état qu'indique la *fig.* 378, pour voir l'atmosphère immense qui environne l'étoile centrale se resserrer peu à peu en diminuant d'intensité, et enfin disparaître

entièrement, pour ne laisser qu'une étoile isolée comme celles que nous apercevons en si grand nombre dans le ciel. Les deux nébuleuses que représentent les *fig.* 379 et 380 paraissent également n'être que deux états différents d'une même nébuleuse, dont la

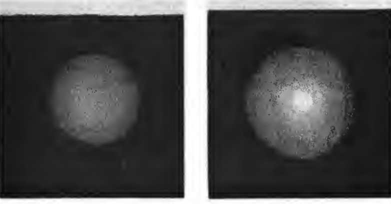


Fig. 375. (Æ = 18° 45′, D = 12° 1′ B.) Fig. 376. (Æ = 202° 13′, D = 17° 1′ A.)

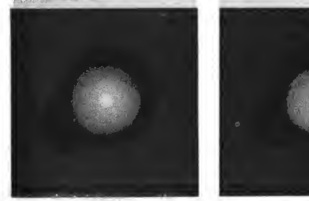


Fig. 377. (Æ = 190° 13′, D = 42° 3′ B.) Fig. 378. (Æ = 59° 39′, D = 30° 20′ B.

matière se condense autour de deux centres d'attraction, de manière à donner lieu, en définitive, à la formation d'une étoile double. Il en est encore de même des nébuleuses représentées par les *fig.* 381 et 382 ; la condensation inégale de la matière nébuleuse autour de deux centres d'attraction est précisément celle qui devrait se produire, pour donner naissance à une étoile double dont les deux éléments seraient de grandeurs différentes.

On voit dans le ciel un certain nombre de nébuleuses arrondies, présentant un éclat sensiblement uniforme dans toute leur étendue, *fig*. 383 ; et souvent, au milieu de ces nébuleuses, on aperçoit une étoile, *fig*. 384, quelquefois deux, *fig*. 385, et même trois, *fig*. 386.

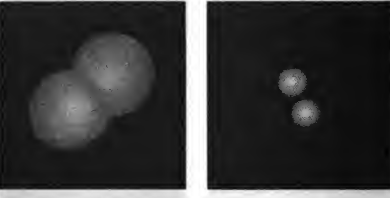


Fig. 379. (Æ = 174° 20′, D = 34° 29′ B.) Fig. 380. (Æ = 342° 48′, D = 13° 43′ A.)

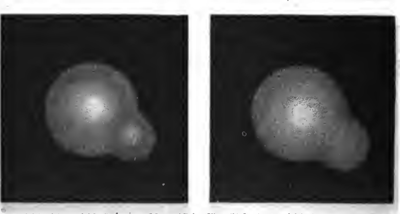


Fig. 381. (Æ = 140° 38′, D = 22° 15′ B.) Fig. 382. (Æ = 183° 18′, D = 5° 5′ B.)

Ce sont probablement des espèces d'atmosphères considérables qui ont persisté après que la plus grande partie de la matière de chacune de ces nébuleuses s'est condensée dans un ou plusieurs centres d'attraction. Les étoiles formées par cette condensation peuvent ne pas être toujours visibles, *fig*. 383, au milieu de la nébulosité due à l'atmosphère environnante. Il suffit pour cela que leur éloignement soit assez grand pour qu'elles ne paraissent dans les lunettes

que comme des points lumineux d'un éclat très faible; en sorte qu'on ne puisse pas les distinguer dans cette nébulosité, dont la clarté est d'ailleurs indépendante de la distance qui la sépare de nous (§ 19).



Fig. 383. (Æ = 166° 12′, D = 55° 56′ B.)



Fig. 384 (Æ = 295° 5′, D = 50° 6′ B.



Fig. 385. (Æ = 271° 15′, D = 19° 53′ A.)



Fig. 386. (Æ = 80° 5′, D = 31° 6′ B.)

Il est aisé de comprendre, d'après ce qui précède, que les nébuleuses résolubles et les nébuleuses proprement dites sont loin d'avoir le même degré d'importance dans l'univers. Tandis que les nébuleuses résolubles sont des agglomérations d'un très grand nombre d'étoiles, que nous pouvons comparer à l'amas d'étoiles auquel nous appartenons (§ 333), les nébuleuses proprement dites

ne doivent être regardées que comme des parties intégrantes très-minimes de ce dernier amas d'étoiles.

§ 335. **Hypothèse de Laplace sur la formation de notre système planétaire.** — Après avoir donné un aperçu des idées auxquelles on a été conduit relativement aux astres si nombreux qui sont répandus dans l'immensité des cieux, revenons à notre système planétaire, et voyons comment on peut se rendre compte de la manière dont il s'est formé.

Buffon supposait que les planètes et leurs satellites provenaient des éclaboussures produites par le choc d'une comète sur la surface du soleil ; mais les lois de la mécanique démontrent que les choses n'ont pas pu se passer ainsi. D'après ces lois, si une portion de la masse du soleil était projetée dans l'espace, par une cause quelconque, le corps qui en résulterait se mouvrait autour du soleil, en revenant, à chaque révolution, passer par son point de départ : la forme presque circulaire des orbites des planètes, et la position du soleil près du centre de chacune de ces orbites, ne peuvent donc pas se concilier avec l'idée de Buffon.

Laplace a été plus heureux. En adoptant les idées d'Herschel sur la condensation progressive des nébuleuses et leur transformation en étoiles, et appliquant ces idées à notre système planétaire, il est parvenu à en expliquer la formation de la manière la plus satisfaisante. Aucune des particularités que l'observation a manifestées, relativement aux planètes et à leurs satellites, n'échappe à l'ingénieuse explication qu'il a développée à la fin de l'*Exposition du système du monde*, et dont nous allons chercher à donner une idée.

Laplace suppose que, dans l'origine, le soleil et tous les corps qui circulent autour de lui ne formaient qu'une seule nébuleuse, animée d'un mouvement de rotation autour d'une ligne passant par son centre, et s'étendant jusqu'à l'orbite de la planète la plus éloignée, et même au delà. Il admet, en outre, que, par suite d'un refroidissement progressif, des portions de plus en plus grandes de la matière de la nébuleuse se sont condensées en son centre, de manière à former un noyau dont la masse s'accroissait ainsi peu à peu. En partant de cette hypothèse, il fait voir qu'avec le temps la nébuleuse a dû se réduire à l'état où se trouve actuellement le système planétaire.

A mesure que le refroidissement amenait la condensation de nouvelles parties de la nébuleuse, les matières ainsi condensées se précipitaient vers le centre, exactement de la même manière que nous voyons tomber par gouttes l'eau qui résulte de la condensation de la vapeur contenue dans notre atmosphère Mais cette chute des

matières condensées ne pouvait pas se produire, sans qu'il en résultât un accroissement de la vitesse avec laquelle la nébuleuse tout entière tournait autour de son axe. Il suffit, pour le comprendre, de se reporter à ce que nous avons dit relativement à la déviation qu'éprouve un corps tombant d'une grande hauteur (§ 312): par suite de la rotation de la terre, ce corps tombe un peu à l'est du pied de la verticale menée par son point de départ; la ligne qui le joint au centre de la terre tourne donc plus vite que cette verticale, et l'accroissement de sa vitesse deviendrait beaucoup plus sensible, si l'on pouvait laisser tomber le corps d'une hauteur qui fût comparable au rayon de la terre. Les matières condensées, en tombant vers le centre de la nébuleuse, devaient donc prendre, autour de son axe, un mouvement de rotation plus rapide que celui du reste de la masse; alors les frottements des diverses parties de la nébuleuse les unes sur les autres accéléraient le mouvement de celles qui tournaient le moins vite, et ralentissaient, au contraire, le mouvement de celles qui tournaient le plus vite; la masse entière de la nébuleuse finissait donc, au bout d'un certain temps, par tourner tout d'une pièce avec une vitesse angulaire plus grande que celle qu'elle possédait d'abord. Ainsi la condensation progressive des matières primitivement gazeuses de la nébuleuse, et leur réunion en quantité de plus en plus grande en son centre, produisaient nécessairement une augmentation continuelle dans la vitesse de rotation de cette nébuleuse autour de son axe.

Une nébuleuse, comme celle que nous considérons, qui est animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, ne peut pas s'étendre dans le plan de son équateur, au delà d'une certaine limite, qui dépend de la vitesse du mouvement. Une molécule quelconque, située dans le plan de l'équateur de la nébuleuse, et participant à son mouvement, est soumise à la fois à l'attraction que toute la masse de la nébuleuse exerce sur elle, et à la force centrifuge développée par son mouvement de rotation. Les dimensions de la nébuleuse ne doivent pas être telles, que, pour un point pris sur son équateur même, la seconde force l'emporte sur la première : si, par une cause quelconque, la nébuleuse se trouvait placée dans des conditions telles qu'il en fût ainsi, la force centrifuge des molécules situées à son équateur l'emportant sur leur poids, ces molécules cesseraient de faire partie de la nébuleuse, et se mouvraient dans l'espace, indépendamment d'elle, en vertu de la vitesse qu'elles possédaient à l'instant où elles s'en seraient détachées.

La condensation progressive de diverses parties de la matière formant notre nébuleuse a dû déterminer, comme nous l'avons dit,

une accélération correspondante de son mouvement de rotation, et, par conséquent, une augmentation progressive de la force centrifuge due à ce mouvement, pour un point situé à une même distance de l'axe; la limite dont nous venons de parler, au delà de laquelle la nébuleuse ne peut pas s'étendre, a donc dû se resserrer de plus en plus. Si, à une certaine époque, cette limite, en se rapprochant peu à peu du centre, a fini par atteindre la surface de la nébuleuse, les condensations que le refroidissement a continué à opérer ont dû bientôt la faire pénétrer à l'intérieur de cette surface; alors, les molécules extrêmes de la nébuleuse, tout autour de son équateur, se sont trouvées au delà de la limite qu'elle ne peut pas dépasser; et, par conséquent, cette portion excédante de sa matière a dû cesser de faire corps avec le reste de la masse, et s'en séparer sous forme d'un anneau, tournant dans son plan et autour de son centre, avec la vitesse qu'il possédait à l'instant où il s'est détaché. Ce n'est que le long de son équateur que la nébuleuse peut ainsi abandonner une partie de la matière qui la compose; car partout ailleurs que dans le plan de ce cercle, l'attraction qu'une molécule éprouve de la part de la nébuleuse tout entière n'a pas la même direction que la force centrifuge due à son mouvement de rotation, et ces deux forces se composent en une résultante qui tend de plus en plus à rapprocher la molécule de l'équateur, à mesure que la force centrifuge va en augmentant : l'accroissement de la vitesse angulaire de la nébuleuse fait donc que les molécules de sa surface se transportent de toutes parts à son équateur, et c'est là qu'elles sont abandonnées dans l'espace, comme nous venons de le dire.

On comprend dès lors que notre nébuleuse, en se refroidissant continuellement, a dû abandonner successivement, dans le plan de son équateur, divers anneaux de matière nébuleuse, qui ont continué à tourner dans ce plan et autour de leur centre commun. La masse centrale, à laquelle la nébuleuse a fini par se réduire à la suite de ses condensations successives, n'est autre chose que le soleil; et les anneaux concentriques de matière nébuleuse, qu'elle a déposés, les uns après les autres, dans le plan de son équateur, ont donné naissance aux planètes. Voici comment cette transformation des anneaux a pu s'effectuer :

Chacun de ces anneaux aurait dû présenter une régularité parfaite dans tout son contour, pour conserver indéfiniment sa forme annulaire. Cette régularité ne pouvant évidemment exister que dans des cas tout à fait exceptionnels, il est naturel d'admettre qu'elle ne s'est pas présentée dans les anneaux dont nous parlons. Dès lors, la matière de chacun d'eux a dû se réunir peu à peu autour de certains

centres d'attraction, et bientôt ces concentrations partielles ont dû les diviser en divers fragments qui ont continué à se mouvoir chacun séparément, à peu près comme ils se mouvaient lorsqu'ils étaient réunis. Les vitesses des diverses parties qui constituaient précédemment un même anneau, n'étant pas rigoureusement les mêmes, soit qu'elles fussent déjà différentes au moment de la séparation de ces parties, soit qu'elles aient été altérées ultérieurement par les actions perturbatrices auxquelles toutes les portions du système se trouvaient soumises, il en est résulté que toutes les parties d'un même anneau ont pu se rejoindre successivement, et finir par se confondre en une seule masse circulant autour du soleil à peu près suivant la circonférence de l'anneau qui lui a donné naissance : cette masse unique, en continuant à se condenser, a produit une planète. Cependant, il pouvait arriver que les divers fragments dans lesquels un anneau s'était décomposé continuassent à circuler isolément, et donnassent lieu, par la suite, à la formation d'autant de planètes distinctes, se mouvant toutes à peu près dans la même région : c'est ainsi que les 33 planètes que l'on connaît entre Mars et Jupiter ont pu résulter des fragments dans lesquels se serait divisé un anneau de matière nébuleuse déposé dans cette région.

Voyons maintenant ce que sont devenues les matières provenant de la totalité d'un anneau, et réunies en un seul point de son contour, conformément à ce que nous venons de dire ; cherchons à reconnaître comment la masse qu'elles ont formée ainsi a pu produire une planète tournant sur elle-même et accompagnée de satellites, ce qui est le cas le plus général dans notre système planétaire. Dans la condensation progressive de cette masse, les molécules les plus éloignées du soleil se sont rapprochées de cet astre, et les molécules qui en étaient le plus rapprochées s'en sont éloignées; les premières ayant une vitesse plus grande, et les dernières une vitesse plus petite que celle de la partie moyenne vers laquelle les unes et les autres se concentraient de plus en plus, il a dû en résulter un mouvement de rotation de la masse tout entière autour de son centre, et dans le sens même du mouvement de révolution de cette masse autour du soleil. Dès lors ces matières, provenant d'un des anneaux abandonnés par la nébuleuse primitive, ont constitué un système entièrement analogue à cette nébuleuse, mais de dimensions beaucoup plus petites ; elles ont donné lieu à une nouvelle nébuleuse qui, tout en se mouvant autour du centre de la première, tournait sur elle-même et dans le même sens. Cette nouvelle nébuleuse a donc pu, par son refroidissement continuel, abandonner

sur son contour successivement différents anneaux de matière nébuleuse, et finir par former une planète tournant sur elle-même dans le sens dans lequel elle se meut autour du soleil : quant aux anneaux, en se comportant comme ceux que la nébuleuse principale avait elle-même abandonnés, ils ont pu donner naissance aux satellites de cette planète. Quelques-uns de ces anneaux ont pu accidentellement présenter une régularité tout exceptionnelle, et par suite conserver leur forme primitive jusqu'à l'époque actuelle ; les anneaux de Saturne trouvent donc par là leur explication toute naturelle.

La matière qui s'est réunie à une certaine distance d'une planète pour former un satellite, a dû s'allonger dans le sens de la ligne qui la joignait à sa planète, de même que l'action de la lune détermine un allongement de la surface de la mer, suivant la ligne qui va de la terre à la lune. Cet allongement du satellite, encore à l'état fluide, beaucoup plus grand que celui auquel nous venons de le comparer, a dû donner au satellite une tendance à tourner toujours les mêmes points de sa surface vers le centre de la planète. Ainsi s'explique très simplement cette circonstance remarquable que présente la lune, et que Herschel a cru retrouver dans les satellites de Jupiter.

On voit que l'hypothèse émise par Laplace, sur l'origine et la formation de notre système planétaire, rend parfaitement compte de toutes les particularités qui le caractérisent. Coïncidence presque complète des plans des orbites des planètes, petitesse des excentricités de ces orbites, identité de sens des mouvements de rotation et de révolution de tous les corps du système, tout s'explique de la manière la plus naturelle et conformément aux lois de la mécanique.

Dans cette hypothèse, le corps d'une planète formée par les condensations dont nous avons parlé a dû être tout d'abord une masse liquide affectant la forme d'un sphéroïde aplati dans le sens de son axe de rotation, et environnée d'une atmosphère, reste de la nébuleuse qui lui a donné naissance. Cette masse liquide, en continuant à se refroidir, s'est solidifiée peu à peu sur toute sa surface. La croûte solide qui en est résultée s'est ensuite déformée insensiblement, et a fini par se briser successivement dans diverses parties, en raison de la diminution progressive du volume du liquide qui restait à son intérieur, par suite de l'abaissement continuel de sa température. En même temps, si l'atmosphère contenait une grande quantité de vapeur d'eau, cette vapeur devait fournir par sa condensation des masses d'eau énormes, dont la présence sur la surface de la croûte solide occasionnait des dégradations de

cette surface, et des transports de matières qui finissaient par se déposer en couches horizontales au fond des vastes bassins où ces eaux s'accumulaient; et ce genre de phénomène devait se reproduire continuellement, par suite des vaporisations et condensations successives que l'eau devait éprouver, en raison de la température encore élevée de la surface du globe d'une part, et du refroidissement continuel de l'atmosphère environnante d'une autre part. C'est ainsi que la formation successive des terrains sur la surface du globe terrestre, telle que la géologie est parvenue à l'expliquer, se rattache naturellement aux idées que nous venons de développer.

Les comètes, qui viennent de temps en temps passer dans le voisinage du soleil, ne peuvent pas être regardées comme provenant de la nébuleuse à laquelle nous venons de rattacher la formation du soleil, des planètes et de leurs satellites. Les inclinaisons, quelquefois si grandes, des plans de leurs orbites sur le plan de l'écliptique, et le sens de leur mouvement, qui est direct pour les unes, rétrograde pour les autres, prouvent que ces astres ont une origine toute différente de celle que nous venons d'assigner aux planètes. Les comètes doivent être regardées comme étant de petites nébuleuses qui se meuvent dans l'immensité, et qui, lorsqu'elles s'approchent de notre système planétaire, se trouvent entraînées dans le voisinage du soleil par l'attraction qu'elles éprouvent de la part de cet astre; après s'en être approchées, elles s'en éloignent, souvent pour ne plus revenir. Lorsqu'une comète vient ainsi à se mouvoir près du soleil et des planètes, les actions qu'elle éprouve simultanément de la part de ces corps peuvent modifier la nature de la ligne qu'elle parcourt, de manière à la faire mouvoir suivant une ellipse dont le grand axe ne soit pas excessivement grand; alors la comète fait, pour ainsi dire, partie intégrante du système planétaire, et elle devient une comète périodique. Les quatre comètes périodiques dont nous avons parlé précédemment se trouvent dans ce cas; mais il pourra arriver que les actions perturbatrices, qu'elles éprouveront de la part des planètes près desquelles elles viendront à passer, modifient un jour leurs orbites, à un tel point, qu'elles s'éloigneront indéfiniment de nous, sans que nous les revoyions jamais. On a quelques exemples de comètes dont le mouvement a subi des altérations de ce genre, par les actions perturbatrices des principales planètes.

La lumière zodiacale (§ 155) s'explique très facilement dans l'hypothèse de Laplace. Nous avons dit qu'on ne peut pas la regarder comme étant due à une atmosphère du soleil; en effet, cette lumière,

s'étendant au delà des orbites de Mercure et de Vénus, dépasse de beaucoup la limite à l'intérieur de laquelle l'atmosphère du soleil doit être renfermée, d'après la vitesse de son mouvement de rotation sur lui-même. Mais on peut concevoir que la matière nébuleuse, abandonnée successivement par la nébuleuse qui a formé notre système planétaire, ne se soit pas condensée en totalité dans les diverses masses partielles d'où sont sorties les planètes; il peut être resté de petites quantités de cette matière, continuant à circuler autour du soleil à différentes distances de cet astre, et formant, par

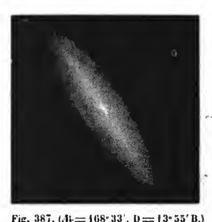


Fig. 387. (Æ = 168°33′, D = 13°55′ B.) Fig. 388. (Æ = 167°30′, D = 14°1′ B.)



Fig. 389. (Æ = 181°49′, D = 14°6′ B.)

leur ensemble, une sorte de nébuleuse très diffuse et de forme lenticulaire : c'est ce qui occasionnerait la lumière zodiacale. On trouve dans le ciel divers exemples de nébuleuses allongées, présentant dans leur ensemble précisément la forme de la nébuleuse à laquelle nous attribuons cette lumière, *fig.* 387, 388 et 389. Il pourrait bien se faire que la matière nébuleuse qui serait ainsi répandue en très petite quantité dans l'espace environnant le soleil, et jusqu'à une assez grande distance de cet astre, se fût

condensée par le refroidissement en un grand nombre de très petits corps, se mouvant chacun séparément autour du soleil, et constituant ainsi une multitude innombrable de petites planètes. Les étoiles filantes (§ 329) s'expliqueraient alors très facilement, en admettant que ce sont quelques-uns de ces petits corps qui viennent de temps en temps traverser l'atmosphère de la terre. Le retour périodique de certains maximums dans l'apparition des étoiles filantes tend à donner un certain poids à cette manière de voir.

TABLE DES MATIÈRES.

CHAPITRE PREMIER.

Des instruments qui servent aux observations astronomiques.

CHAPITRE DEUXIÈME.

Du mouvement diurne et de la figure de la terre.

CHAPITRE TROISIÈME.

Du soleil.

CHAPITRE QUATRIÈME.

De la lune.

CHAPITRE CINQUIÈME.

Des planètes et des comètes.

CHAPITRE SIXIÈME.

De la gravitation universelle.

CHAPITRE SEPTIÈME.

Des étoiles et des nébuleuses.



Imprimerie de W. REMQUET et Cie, rue Garancière, n. 5.

